Pedro Gómez-Esteban

La vida privada de las estrellas

En este libro vamos a escudriñar los secretos mejor guardados de estos objetos astronómicos, como siempre, siguiendo la filosofía de «Antes simplista que incomprensible». De modo que, si eres astrofísico, cierra los ojos o rechina los dientes, como prefieras, ante las simplificaciones dolorosas que vas a leer.

Seguiremos la vida de una estrella desde su nacimiento hasta su muerte, hablando sobre los diversos caminos que puede seguir y las cosas que pueden ocurrirle durante su existencia.

Lectulandia

Pedro Gómez-Esteban González

La vida privada de las estrellas

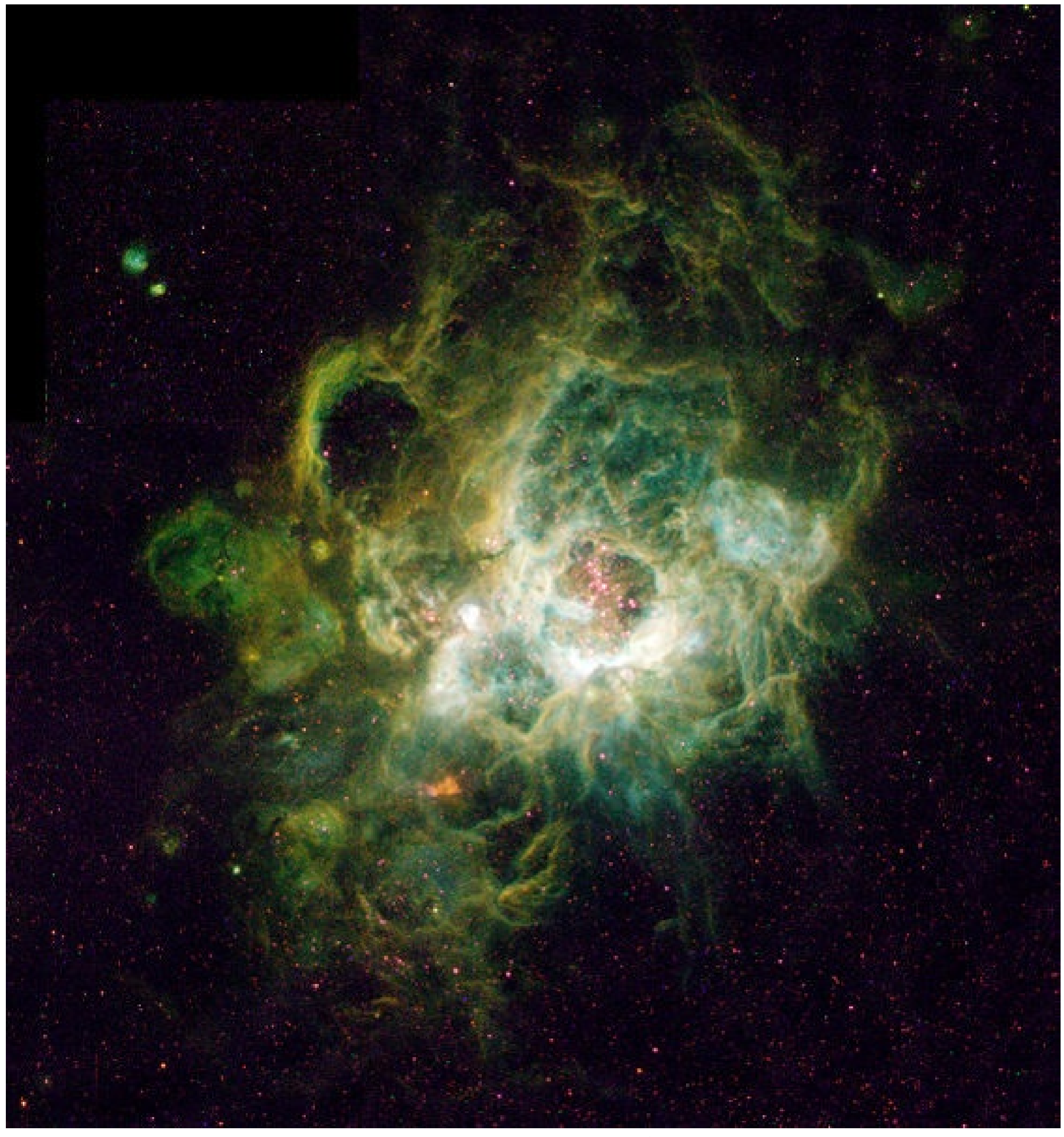
ePub r1.0
nadie4ever 27.06.14

Título original: *La vida privada de las estrellas*
Pedro Gómez-Esteban González, 2013
Ilustraciones: Wikipedia
Diseño de cubierta: nadie4ever

Editor digital: nadie4ever
ePub base r1.1

I - El nacimiento

Hay estrellas naciendo en una miríada de lugares del Universo ahora mismo, mientras lees este artículo. Todas ellas se forman en el interior de *nubes de hidrógeno molecular*: zonas del Universo donde la densidad de átomos de hidrógeno es suficientemente grande como para que se asocien en gran número formando moléculas de H2; en algunos lugares tienen átomos de otros elementos, restos de estrellas muertas, como veremos más adelante. Algunas de ellas son pequeñas, otras son gigantescas, con la masa de diez millones de Soles:

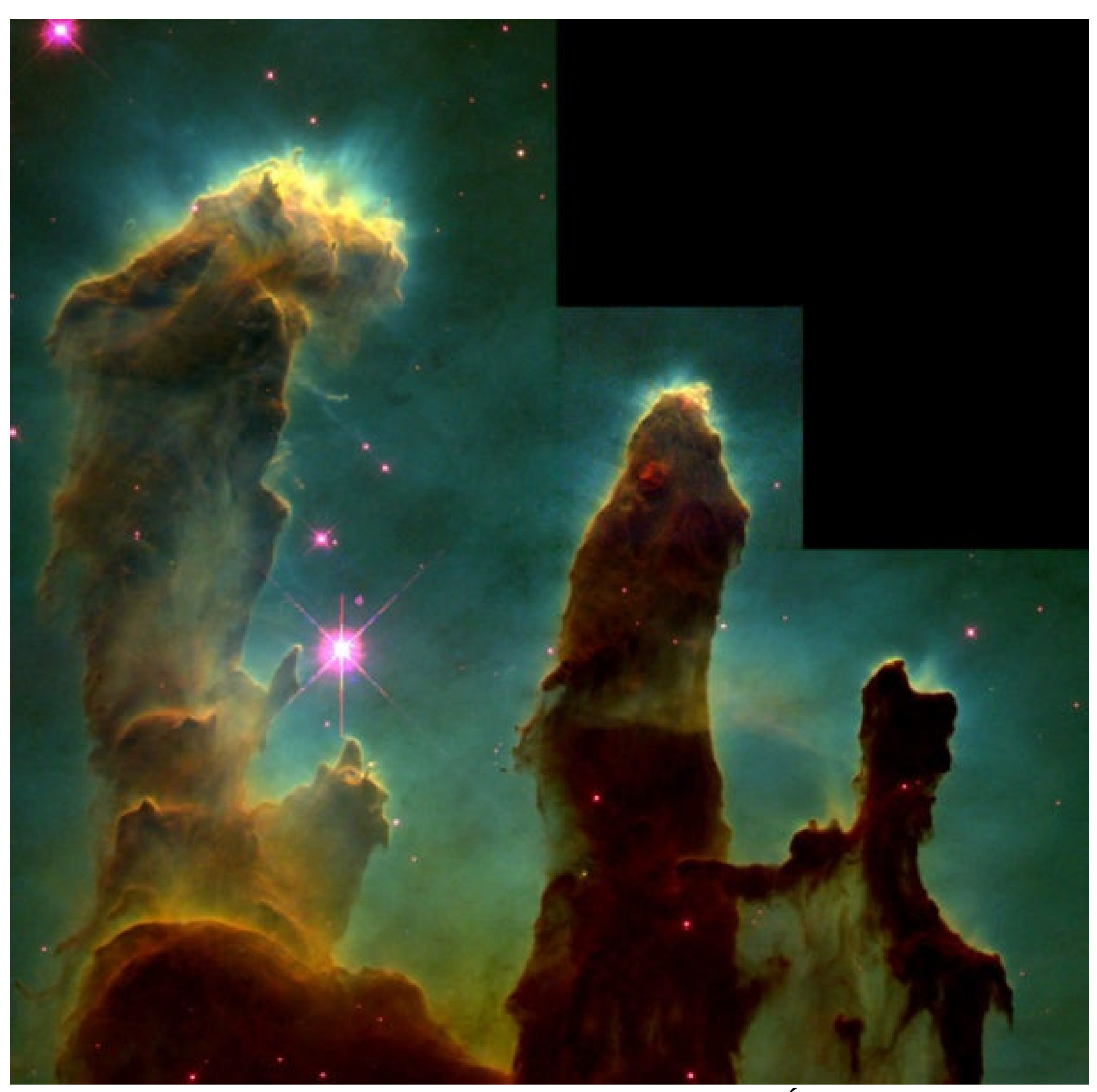


NGC604, una nube gaseosa en la que se están formando estrellas, en la galaxia espiral M33, a unos 2,7 millones de años-luz de nosotros. La nube tiene unos 1.500 años-luz de tamaño.

Estas nubes de gas y polvo pueden permanecer de esa forma durante muchísimo

tiempo, pero tarde o temprano suele haber algo que las vuelve inestables. Puede ser simplemente la casualidad que haga que la densidad en una zona de la nube sea mayor que en otras, puede ser la colisión con otra nube, o el recibir la onda de choque de una supernova… cualquier cosa que haga que, en una parte de la nube, haya una cantidad considerable de moléculas que estén más cerca unas de otras que en las demás.

En ese momento, la gravedad acerca a las moléculas alrededor del punto de mayor densidad. Por supuesto, esto hace que la atracción gravitatoria sobre otras moléculas de hidrógeno cercanas aumente, atrayéndolas hacia el centro. Poco a poco la nube, de ser más o menos homogénea, se va dividiendo en zonas mucho más densas separadas de regiones menos densas o casi vacías.



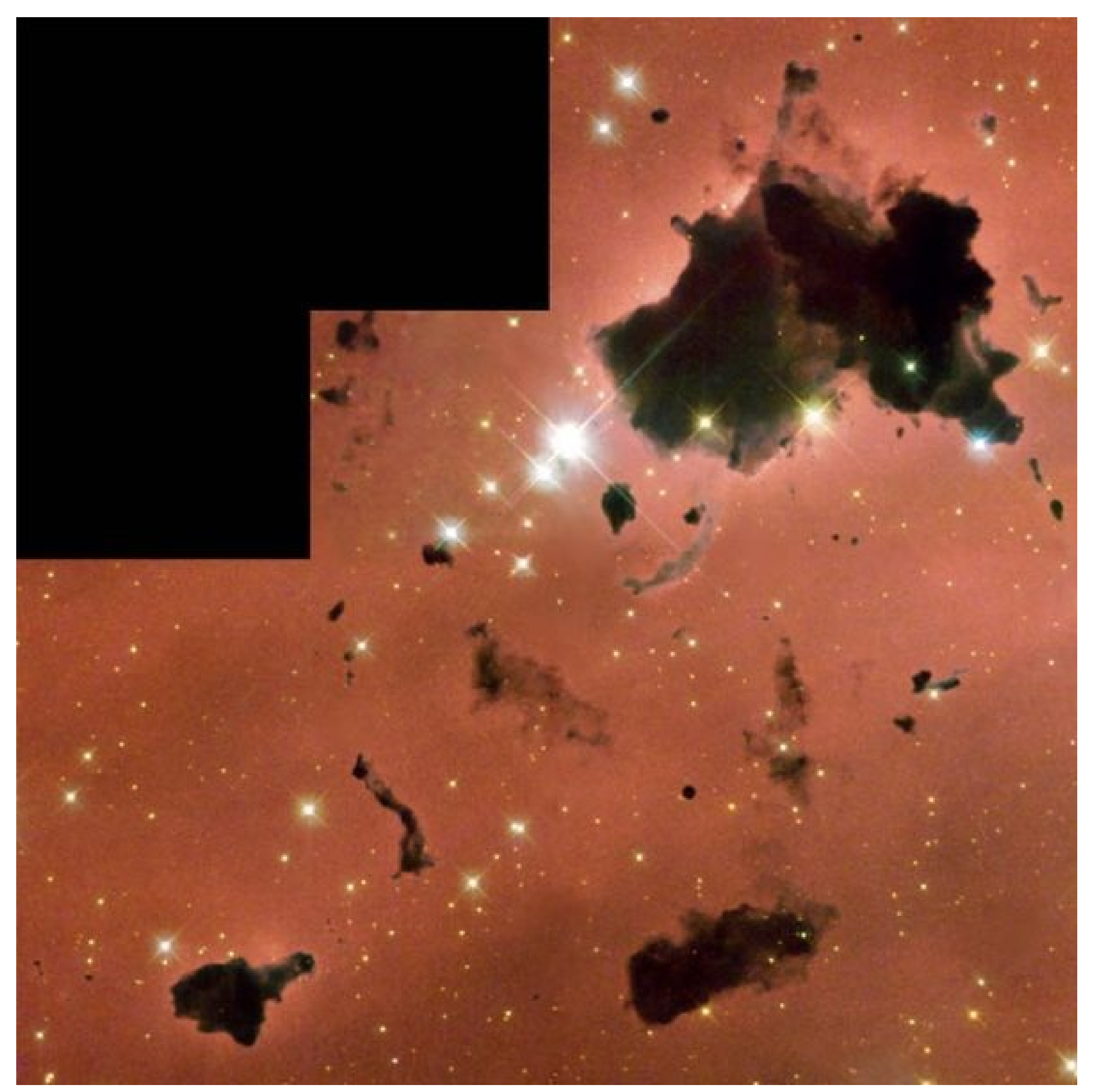
Los llamados «Pilares de la creación» en la Nebulosa del Águila, en una imagen del Hubble.

Pero, además, cuando las moléculas son atraídas hacia las zonas más densas, aceleran: según la región de la nube de gas se contrae, las partículas se acercan unas a

otras y se mueven cada vez más rápido, es decir, la temperatura aumenta. La energía potencial gravitatoria se convierte en energía cinética de las moléculas —energía térmica. Por supuesto, aún es una temperatura muy baja comparada, por ejemplo, con la de la Tierra, pero aumenta continuamente.

Llega un momento en el que, dentro de la nube, hay pequeñas esferas de gas muy caliente, llamadas *protoestrellas*, que van haciéndose cada vez más pequeñas y más calientes según la gravedad va acercando a las moléculas de hidrógeno unas a otras. Este proceso es, dentro de la vida de una estrella, extraordinariamente rápido —en un abrir y cerrar de ojos de sólo 100.000 años, la bola de gas se habrá comprimido hasta el tamaño de una estrella.

Es difícil ver estas protoestrellas, porque aún no emiten luz visible y, además, suelen estar escondidas dentro de las enormes nubes de gas y polvo. De hecho, a veces es posible verlas no porque brillen sino por todo lo contrario: cuando tienen una gran cantidad de elementos más pesados que el hidrógeno (como silicatos, óxidos de carbono y helio) pueden verse como siluetas contra un fondo brillante. En ese caso, se llaman glóbulos de Bok, observados por primera vez por el astrónomo Bart Bok en los años 40:



Glóbulos de Bok en IC2944.

Una vez que la protoestrella se va comprimiendo, pueden pasar tres cosas:

Si la masa de la protoestrella no es muy grande (menos de unas 13 veces la masa de Júpiter), cuando las moléculas del gas se han acercado todo lo posible la temperatura es menor que la necesaria para que se produzca la fusión de ningún isótopo del hidrógeno (menos de 1.000.000 K). En ese caso lo que se tiene no es una estrella, sino simplemente un gigante de gas: nunca llega a brillar con luz visible —la superficie está a menos de 1.000 K. Esto no quiere decir que la «estrella fallida» no emita radiación: sí la emite, pero al no disponer de una reacción nuclear que mantenga la temperatura, el objeto subestelar se enfría muy rápido según radia energía infrarroja.

Estas estrellas fallidas siguen enfriándose poco a poco y probablemente serán algunos de los objetos más viejos del Universo algún día, ya que no «mueren» como una estrella que se llega a formar. Aunque no se han formado igual, incluso nuestros grandes gigantes gaseosos, Júpiter, Saturno y Neptuno, emiten más radiación de la

que reciben del Sol.

Sin embargo, si la nube gaseosa que se contrae es más grande (entre 13 y 80 veces la masa de Júpiter), dispone de más energía potencial gravitatoria para calentarse. Según las moléculas se aprietan unas contra otras puede calentarse hasta un punto crítico: el millón de grados. A esa temperatura de 1.000.000 K se inicia la fusión del deuterio y la protoestrella «se enciende» nuclearmente: se convierte en una enana marrón. Por cierto, la distinción entre las enanas marrones y los grandes gigantes gaseosos no está demasiado clara, pero el hecho de que produzca (o haya producido alguna vez) la fusión del deuterio no es un mal criterio para distinguirlas de los gigantes de gas.

Pero estas enanas marrones no brillan mucho: aunque en el centro tengan un millón de grados, su superficie está a menos de 2.000 K, de modo que son de un color rojo profundo y emiten casi toda la radiación en el infrarrojo. Además, piensa que lo único que una enana marrón puede fusionar es deuterio (hidrógeno-2): no puede iniciar la fusión de protones (hidrógeno-1) porque para eso hacen falta unos 3.000.000 K, y la pequeña enana marrón nunca podrá alcanzar esa temperatura. De modo que, en unos cuantos millones de años, se le acaba el deuterio, pues no hay mucho comparado con hidrógeno-1…y a partir de entonces su brillo va disminuyendo. La enana marrón, al igual que los gigantes gaseosos anteriores, va convirtiéndose en un objeto más y más frío según radia energía, pero ahí siguen durante un tiempo enorme —nunca se encienden «de verdad», de modo que nunca mueren.

Ahora bien, si la protoestrella es suficientemente grande (unas 80 veces la masa de Júpiter), la temperatura en el centro aumenta según se acercan las moléculas hasta que se «enciende» la fusión del hidrógeno —en ese momento ha nacido la estrella. En no demasiado tiempo, la presión hacia fuera de la radiación emitida por la fusión compensa la presión hacia dentro debida a la gravedad y la estrella se estabiliza. Su temperatura en la superficie, dependiendo de la masa de la protoestrella, puede ir desde poco más de 2.000 K hasta 50.000 K o incluso más en algún caso aislado.



Las Pléyades, a unos 440 años-luz de nosotros.

Lo que se tiene entonces es una estrella de verdad: puede ser roja y no muy brillante, amarilla como nuestro Sol, o de un azul intenso para estrellas más grandes, pero brilla con luz visible y una belleza arrebatadora. A partir de entonces, la estrella recién nacida entra en lo que se denomina *secuencia principal*… pero de eso hablaremos en próximos capítulos.

II - Tipos espectrales

Hoy vamos a ver qué ocurre a partir del momento en el que la estrella se «enciende» (inicia la fusión del hidrógeno), y además vamos a revisar una de las formas más comunes de clasificar estrellas.

Una vez que la temperatura en el núcleo de la estrella alcanza el valor adecuado, como dijimos en la entrada anterior, empieza la fusión del hidrógeno. Aunque algunas estrellas tienen más hidrógeno y otras menos cuando empiezan a brillar, en todas ellas el hidrógeno es un porcentaje elevadísimo de su masa —al final de la serie veremos por qué algunas (como nuestro Sol) ya tienen otros elementos cuando nacen.

Hay diversas reacciones nucleares involucradas en la fusión del hidrógeno en el interior de las estrellas, pero el resultado fundamental es el siguiente: cuatro protones (núcleos de hidrógeno) se unen para formar un núcleo de helio (dos protones y dos neutrones), liberando dos positrones y dos neutrinos electrónicos (lo que convierte a dos protones en neutrones), además de una enorme cantidad de energía en forma de fotones.

Cuanto mayor es la masa de la estrella recién nacida, mayor es la temperatura en su núcleo y más rápido se produce esta reacción. Una estrella muy pequeña y relativamente fría consume su hidrógeno muy lentamente, de ahí que pueda seguir brillando (aunque débilmente) durante muchísimo tiempo; por otro lado, una estrella de enorme masa en cuanto nace empieza a consumimr su hidrógeno a un ritmo endiablado: brilla como un millón de Soles, pero en unos pocos millones de años ha consumido casi todo el hidrógeno.

De modo que, dependiendo de la masa de la nube de hidrógeno que dio lugar a la joven estrella, esta tiene un color y luminosidad u otro. Existen muchas formas de clasificar las estrellas, pero la más común combina dos aspectos (el color y la luminosidad), y probablemente la has visto alguna vez. Por ejemplo, nuestro Sol es una estrella *G2 V*. Pero ¿qué significa todo eso?

La primera parte de la clasificación de una estrella se denomina *tipo espectral*, y dice básicamente de qué color es la estrella. O, dicho de otra manera, a qué temperatura está su superficie. Piensa en lo siguiente: si calientas un clavo poco a poco, al principio no brilla, luego puedes verlo brillar de un color rojo oscuro que va volviéndose más brillante, anaranjado, amarillo, blanquecino e incluso azulado. La temperatura del clavo determina el color de la luz que emite —y lo mismo pasa con las estrellas.

Vamos a recorrer brevemente los tipos espectrales más comunes, de las estrellas más frías a las más calientes. Los tipos espectrales son letras, de modo que es una

clasificación algo artificial y escalonada. Con el tiempo se añadió un número del 0 al 9 para suavizar la clasificación:

Las estrellas del tipo **L** son muy frías: por debajo de 2.000 K. Si recuerdas el artículo anterior, las enanas marrones son estrellas de este tipo. Las estrellas de este tipo brillan con un color rojo oscuro (casi toda su energía se emite por debajo del visible, en el infrarrojo). Aunque no son realmente estrellas «en toda regla», pues no producen la fusión del hidrógeno, no he querido dejar de mencionar este tipo espectral porque enlaza con el artículo anterior.



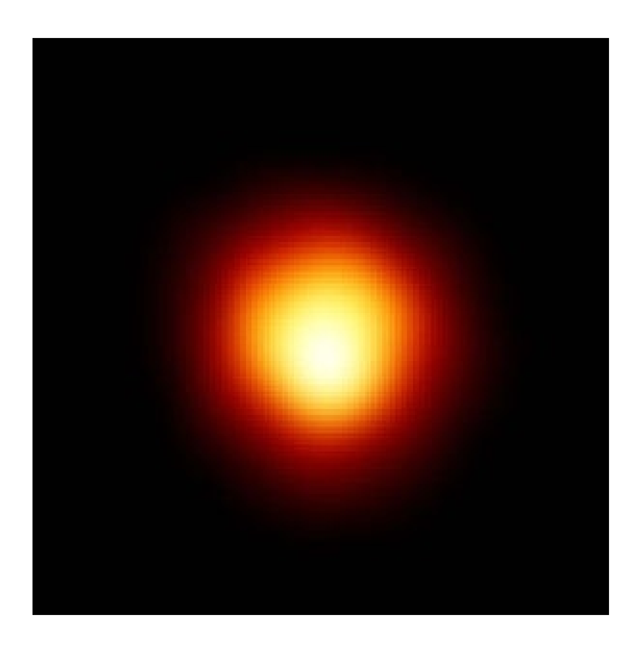
Visión artística de una estrella de tipo L.

Por supuesto, no todas las estrellas tipo L son iguales: una que sea de tipo L9 es muy fría, mientras que una L5 es algo más caliente y una L0 es casi ya del siguiente tipo (el tipo M). Así funciona el sistema «suavizado» por los números.

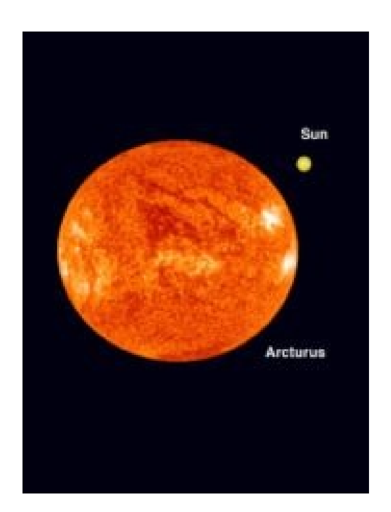
El siguiente tipo es el **M**, el más común del Universo. Son estrellas cuya superficie está entre 2.000 y 3.500 K, es decir, aún bastante frías (una tipo M9 estará a 2.000 K y una M0 a 3.500 K). Tres de cada cuatro estrellas pertenecen a este tipo espectral.

Estas estrellas rojas pueden ser de muchos tamaños. Por ejemplo, probablemente sabes que el sistema estelar más cercano al nuestro es *Alfa Centauri* (a poco más de 4 años-luz de nosotros). Bien, ese sistema consta de tres estrellas, una de las cuáles (*Proxima Centauri*) es una minúscula estrella de tipo M5 que tiene un radio que es la quinta parte del Sol. Por cierto, ahora mismo Proxima Centauri está algo más cerca de nosotros que las otras dos estrellas, de modo que es la estrella más cercana a la Tierra después del Sol.

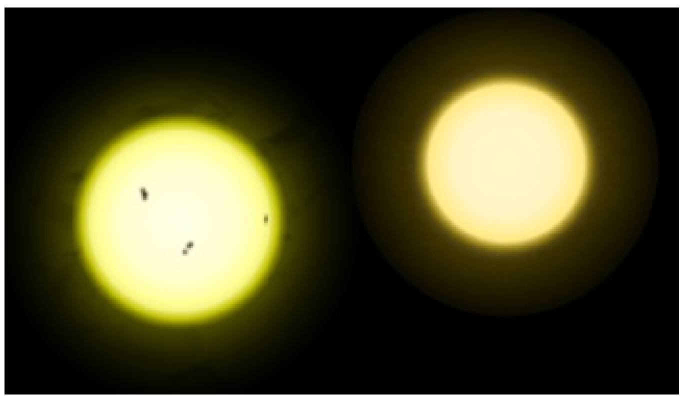
Por otro lado, la gigantesca *Betelgeuse* (a unos 427 años-luz de nosotros) es de tipo M2, pero tiene un radio que es *más de seiscientas veces el de nuestro Sol*. Aquí tienes una imagen de Betelgeuse tomada por el Hubble:



El siguiente tipo es el **K**, el de las estrellas de color naranja cuya superficie está entre 3.500 y 5.000 K. Un 13% de las estrellas que podemos ver son de tipo K. Algunas de ellas, como *Alfa Centauri B*, son estrellas normales y corrientes (denominadas de secuencia principal, como veremos en el siguiente artículo de la serie), mientras que otras son gigantescas, como *Arturo*:



Llegamos ahora al tipo espectral de nuestro Sol, el tipo **G** de estrellas amarillas-blanquecinas… que son menos comunes de lo que podrías pensar: sólo el 8% de las estrellas son de tipo G. Su temperatura superficial está entre 5.000 K y 6.000 K. Algunas de las más conocidas (además, por supuesto, del Sol) son *Alfa Centauri A*, *Capella* o *Tau Ceti*. Nuestro Sol, por cierto, es una estrella G2.



El Sol (a la izquierda) comparado con Tau Ceti (a la derecha).

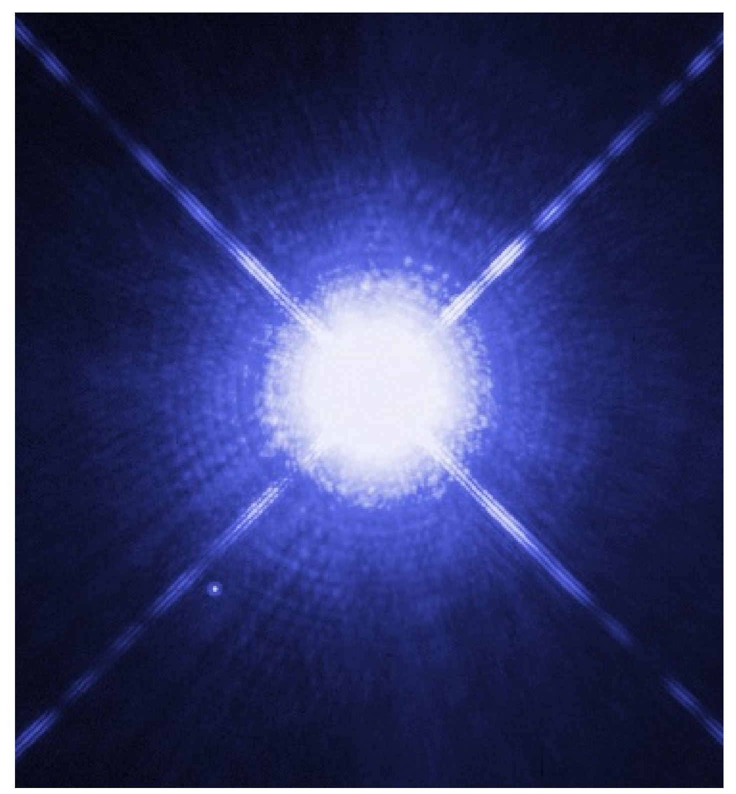
Naturalmente, en muchas obras de ciencia-ficción se plantea la posibilidad de que exista vida parecida a la nuestra en estrellas de tipo G, puesto que son tan similares al Sol, pero dada la frecuencia de las estrellas tipo M, puede haber bastante más vida en sistemas estelares de ese tipo, aunque la cosa no está clara y hay opiniones para todos los gustos.

Pasamos ahora a estrellas más calientes que el Sol. Las de tipo **F** son blancas y su superficie está entre 6.000 K y 7.500 K. Únicamente el 3% de las estrellas que vemos son de este tipo. La segunda estrella más brillante del cielo nocturno, *Canopus*, es de tipo F. Aquí puedes ver una magnífica fotografía de Canopus tomada desde la *Estación Espacial Internacional*:



ISS006E28068

Pero hay estrellas aún más calientes: las de tipo **A** están entre 7.500 K y 10000 K y brillan con un color blanco azulado. Paradójicamente, a pesar de que sólo una de cada doscientas estrellas está tan caliente, las estrellas de tipo A son de las más conocidas desde hace milenios porque, al estar a una temperatura tan grande, suelen brillar mucho y son visibles a simple vista. Por ejemplo, *Vega* y *Deneb* son de tipo A. La estrella nocturna más brillante de todas, *Sirio* (más específicamente, *Sirio A*, porque es un sistema binario), también es de tipo A:



Sirio vista por el Hubble.

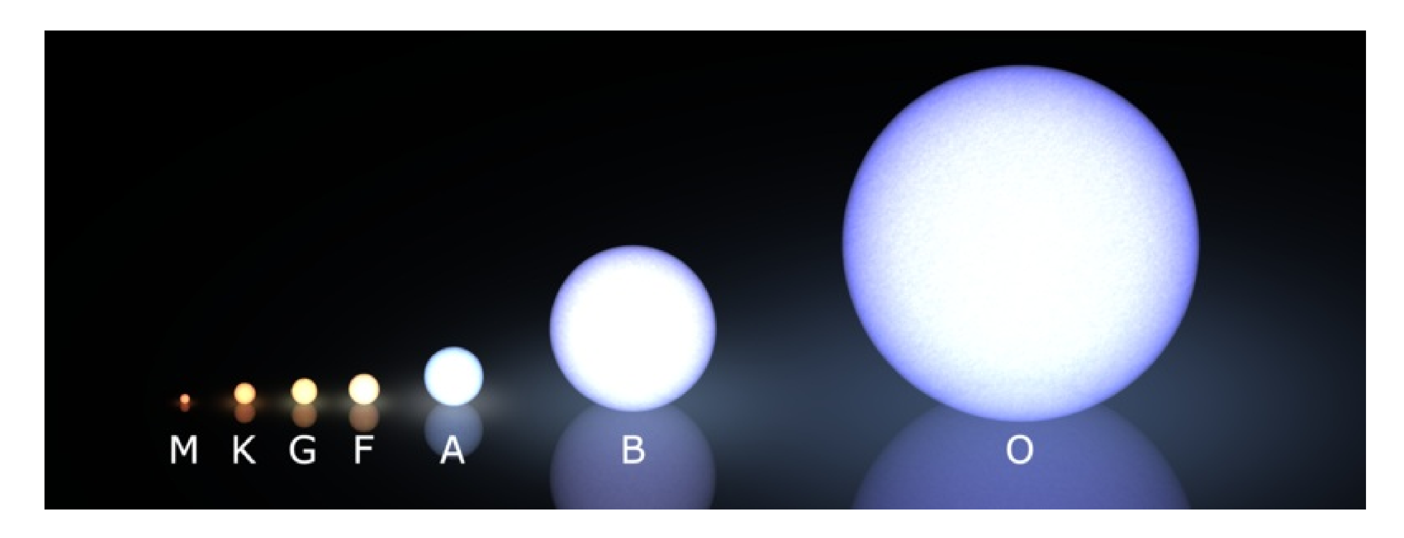
¡Pero no hemos acabado aún! Las estrellas cuya superficie está entre 10.000 y 30.000 K son de tipo **B**. Brillan con un color azul intenso pero, al estar tan calientes, no suelen durar mucho tiempo. Hay poquísimas estrellas de este tipo, porque hace falta una gran densidad de hidrógeno para que se formen: sólo una de cada ochocientas estrellas es de tipo B. Sin embargo, suelen estar juntas formando grupos en las zonas en las que las nubes de gas que las formaron eran muy densas. Las Pléyades, que ya mostramos en la entrada anterior, contienen varias estrellas de tipo B:

Aunque parezca mentira, sigue habiendo estrellas más calientes (aunque pocas). Las de tipo **O** están entre 30.000 y 60.000 K y brillan, igual que las de tipo B, con color azul. De hecho, hay más radiación emitida en el ultravioleta que en el visible. Sólo una de cada tres millones de estrellas es de este tipo —fíjate en el salto respecto a las de tipo B. Es muy difícil que se den las condiciones para que se formen estas estrellas y, además, duran tan poco tiempo que casi todas las que se formaron en el

pasado ya no están.

Como has podido comprobar, el código de letras es bastante arbitrario (en su origen tuvo que ver con las líneas espectrales del hidrógeno y otros elementos), de modo que se han inventado varias reglas mnemotécnicas para recordar el orden de los más comunes (OBAFGKM). La más famosa (en inglés) es *Oh, Be A Fine Girl, Kiss Me*. En español la más conocida es *Otros Buenos Astrónomos Fueron Galileo, Kepler, Messier*.

Aquí tienes una imagen en la que puedes ver el color que percibe el ojo humano de cada uno de los tipos espectrales. Los tamaños no tienen por qué ser así —como veremos más adelante, suele ocurrir que cuanto más caliente es la estrella, más grande es, pero ya hemos visto que Betelgeuse es de tipo M y sin embargo es gigantesca:



En la próximo capítulo hablaremos de la segunda parte de la clasificación, de acuerdo con el brillo de la estrella.

III - Clases de luminosidad

Hemos hablado ya de cómo se forma la joven estrella y de los tipos espectrales en los que puede encontrarse. Hoy vamos a hablar acerca de cómo clasificar las estrellas no de acuerdo con su color (como hicimos en la entrada anterior) sino con su luminosidad (y, por lo tanto, su masa), en lo que se llama *clases de luminosidad*. ¿Preparado?

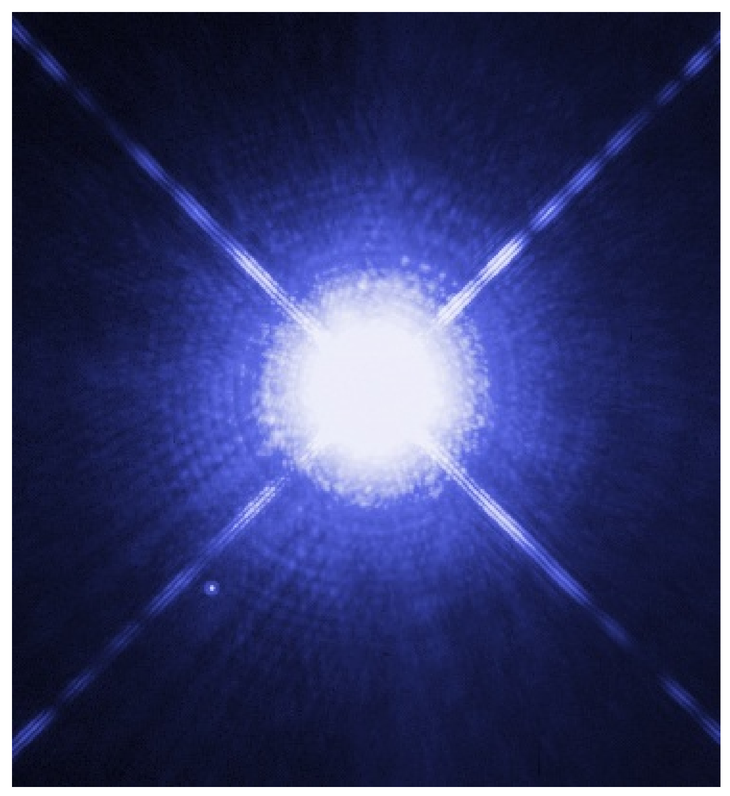
Imagina una estrella M5. Si recuerdas lo que leíste acerca de los tipos espectrales (que indicaban el color y, por lo tanto, la temperatura de la estrella) una estrella M5 es de color rojo y está relativamente fría. Sin embargo, no basta con esto para saber cómo es la estrella: ya en la entrada anterior dimos los ejemplos de dos estrellas tipo M, *Próxima Centauri* y *Betelgeuse*, una de las cuales es muy pequeña y la otra, si estuviera donde se encuentra nuestro Sol, englobaría a la Tierra en su interior. Hace falta algo más para identificar una estrella.

Ese algo se definió en los años 40, y se denomina *clases de luminosidad*. ¿Qué diferencia tienen Próxima Centauri y Betelgeuse? Que, a pesar de estar a la misma temperatura superficial, como la segunda es muchísimo más grande que la primera, brilla más. De modo que el tamaño de la estrella puede medirse por su *magnitud absoluta*, es decir, el brillo que tiene independientemente de cómo de lejos estés cuando la miras.

Esta clasificación utiliza números romanos para indicar la luminosidad de la estrella: una estrella de clase VII es una enana minúscula (por ejemplo, una *enana blanca*), mientras que una de clase I es una *supergigante*. Para suavizar los escalones (igual que en los tipos había un número) se utiliza una letra: *a* indica una luminosidad muy grande, *ab* más pequeña y *b* más pequeña aún. También se utilizan estas letras «extra» para señalar peculiaridades de la estrella, como el hecho de que tenga líneas de emisión o cosas parecidas.

Por si te lo estás preguntando, Próxima Centauri es una estrella de clase Ve («e» por líneas de emisión), mientras que Betelgeuse es una Ib. Ahí está la diferencia entre ambas. Las clases de luminosidad, y por tanto los tamaños, junto los nombres que suelen recibir, son (de pequeño a grande):

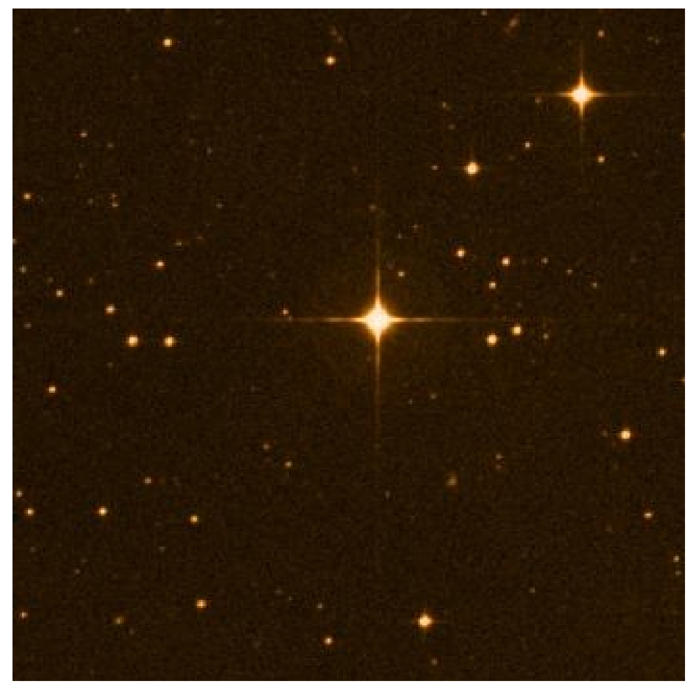
Las estrellas **VII** son minúsculas. De hecho, esta clase no suele utilizarse mucho, por ser tan específica: suele decirse simplemente que se trata de una *enana blanca* y punto. ¿Recuerdas esta imagen de la entrada anterior, en la que se ve a Sirio A?



El sistema binario Sirio.

Fíjate detenidamente en la parte inferior izquierda de la imagen. Al lado de Sirio A, que es una estrella de clase V (como nuestro Sol) se encuentra un minúsculo puntito blanco, que no es otra cosa que *Sirio B*, una estrella de clase VII: una enana blanca.

Las de clase **VI** se denominan *subenanas*, aunque esta clasificación tampoco suele usarse muy a menudo. Estas estrellas son sólo algo mayores que las enanas blancas, y una de las más conocidas es la *estrella de Kapteyn* (que se llama así en honor a su descubridor), que tiene un brillo unas 260 veces más tenue que nuestro Sol:



Estrella de Kapteyn.

Las estrellas de clase **V** es la de las denominadas *enanas* o de *secuencia principal*. El nombre es algo confuso: las estrellas «enanas» son mucho más comunes que las más grandes, de modo que puede decirse que son de tamaño «normal». Nuestro Sol es una de ellas, como lo es Tau Ceti.

Las estrellas **IV** se llaman *subgigantes*. Una de las más conocidas es *Epsilon Reticuli*, una subgigante naranja que ha abandonado ya la secuencia principal por haber consumido casi todo su hidrógeno. Esta estrella es interesante, además, porque tiene al menos un planeta (un gigante gaseoso mayor que Júpiter) que la orbita a una distancia similar a la de la Tierra alrededor del Sol. Se piensa que, en el pasado, las posibles lunas de ese planeta pueden haber tenido las condiciones adecuadas para la vida, pero al abandonar la estrella la secuencia principal e «hincharse» (como veremos en posteriores entradas de la serie), la temperatura a esa distancia se ha hecho demasiado grande para la vida que conocemos.

Las llamadas *gigantes* son las estrellas de clase **III**. Estos astros tienen un brillo muchísimo mayor que el de nuestro Sol. Por ejemplo, *Rho Persei*, una gigante roja M4 IIIa (a veces aparece como M4 II). Algún día, el Sol se convertirá en una gigante de tipo III: su temperatura superficial descenderá según se hinche, pero la superficie será tan grande al aumentar de volumen que el brillo total aumentará mucho. Desgraciadamente, no podremos verlo desde la Tierra: para entonces, o bien hemos emigrado a otro sistema estelar o nos habremos achicharrado.

Pero hay estrellas aún más brillantes: las de clase **II** se denominan *gigantes brillantes*. Para que te hagas una idea de la luminosidad de estos monstruos, la estrella de la imagen es *Epsilon Canis Majoris*, también conocida como *Adhara*, y

brilla como veinte mil soles:



Epsilon Canis Majoris (Adhara).

Además, *Adhara* es de clase espectral B2, es decir, está muy caliente. Este tamaño y temperatura hacen que esta estrella no vaya a durar mucho —está consumiendo su combustible de hidrógeno a un ritmo endiablado.

Sin embargo, las hay aún más grandes y brillantes: las *supergigantes* de clase **I**. Una de las más conocidas es *Mu Cephei*, una supergigante roja que, si estuviera donde está el Sol, llegaría hasta la órbita de Saturno. ¡Podríamos meter mil millones de Soles dentro! Su brillo es unas cuarenta mil veces el de nuestra estrella:



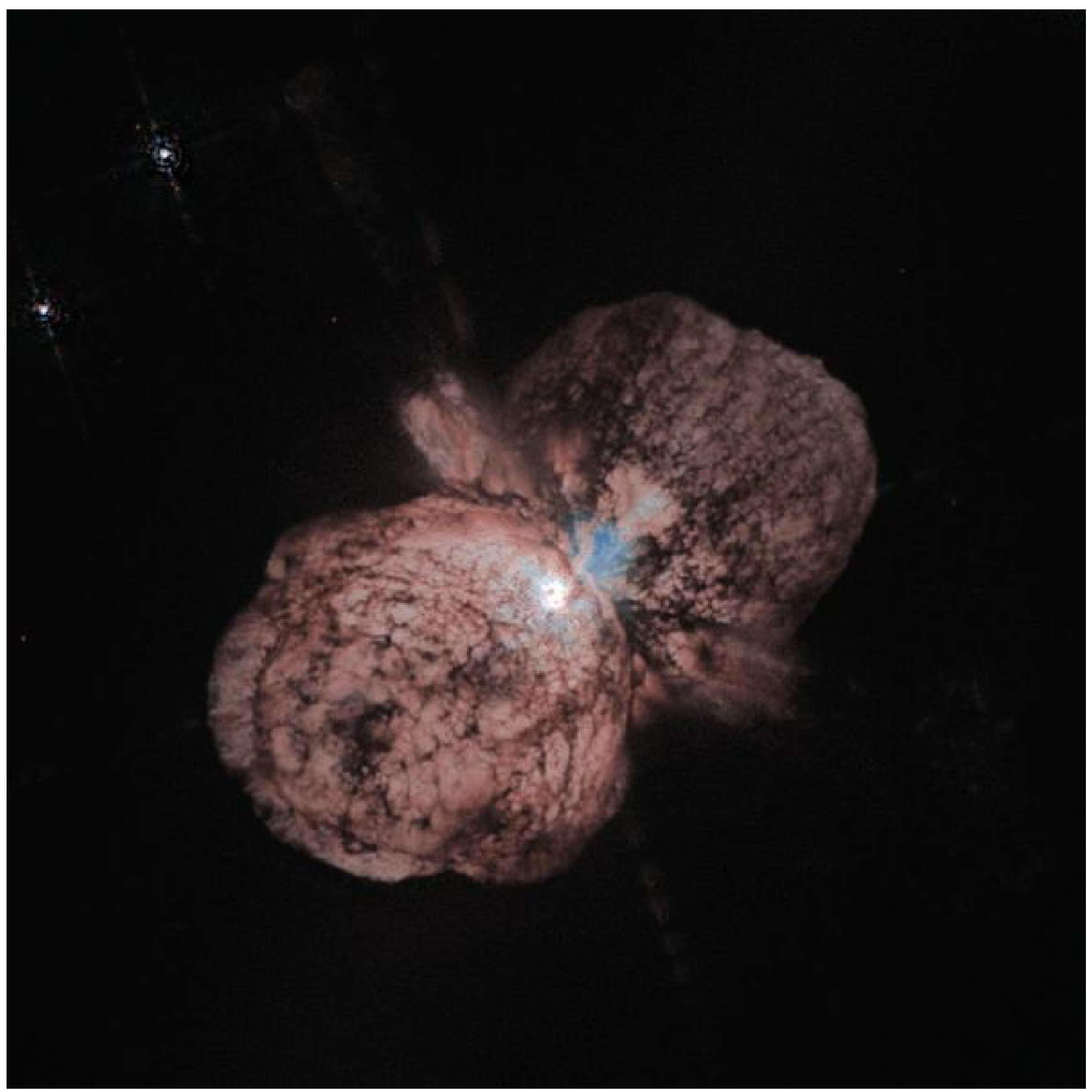
Mu Cephei es la estrella rojiza en la parte superior izquierda.

Puede parecer mentira, pero hay estrellas aún más brillantes que las supergigantes: son las de clase **0**, denominadas *hipergigantes*. No tienen por qué tener más volumen que las supergigantes, pero brillan más porque tienen mayor masa. Las hipergigantes pueden brillar como **millones de Soles**.

Estos leviatanes estelares son muy inestables: su brillo suele variar debido a los cambios en su interior (a veces cataclísmicos), y además no suelen durar mucho tiempo debido a que necesitan consumir hidrógeno muy rápido para mantener el equilibrio hidrostático y no colapsarse y convertirse en supernovas.

Existen muy pocas hipergigantes: hasta hace muy poco sólo se conocían siete en nuestra galaxia. La más famosa, de la que ya hemos hablado en *El Tamiz*, es *Eta*

Carinae, que brilla como cinco millones de Soles:



Eta Carinae y la Nebulosa del Homúnculo.

Podrías preguntarte, ¿es posible que existan estrellas aún más brillantes? Por lo que sabemos, no: existe un límite, denominado *Límite de Eddington*, de unas 120 masas solares, por encima del cual una estrella sería tan masiva y se «encendería» nuclearmente de forma tan violenta que expulsaría parte de su masa en forma de anillo a su alrededor, quedándose con una masa inferior a ese límite. Por otro lado, sí parece que hay alguna estrella en el Universo que sobrepasa el límite, de modo que nuestras teorías sobre formación estelar aún no están completas.

En cualquier caso a estas alturas, si lees en alguna parte que el Sol es una estrella G2 V, puedes rascarte la barbilla y decir, *Hmm… nuestro Sol es una enana amarilla y está en la secuencia principal*. En el próximo capítulo combinaremos ambas clasificaciones, la del color y la del brillo, en el diagrama estelar más famoso de todos, el *diagrama de Hertzsprung-Russell*, y hablaremos acerca de esta *secuencia principal* y la madurez de una estrella.

IV - La secuencia principal

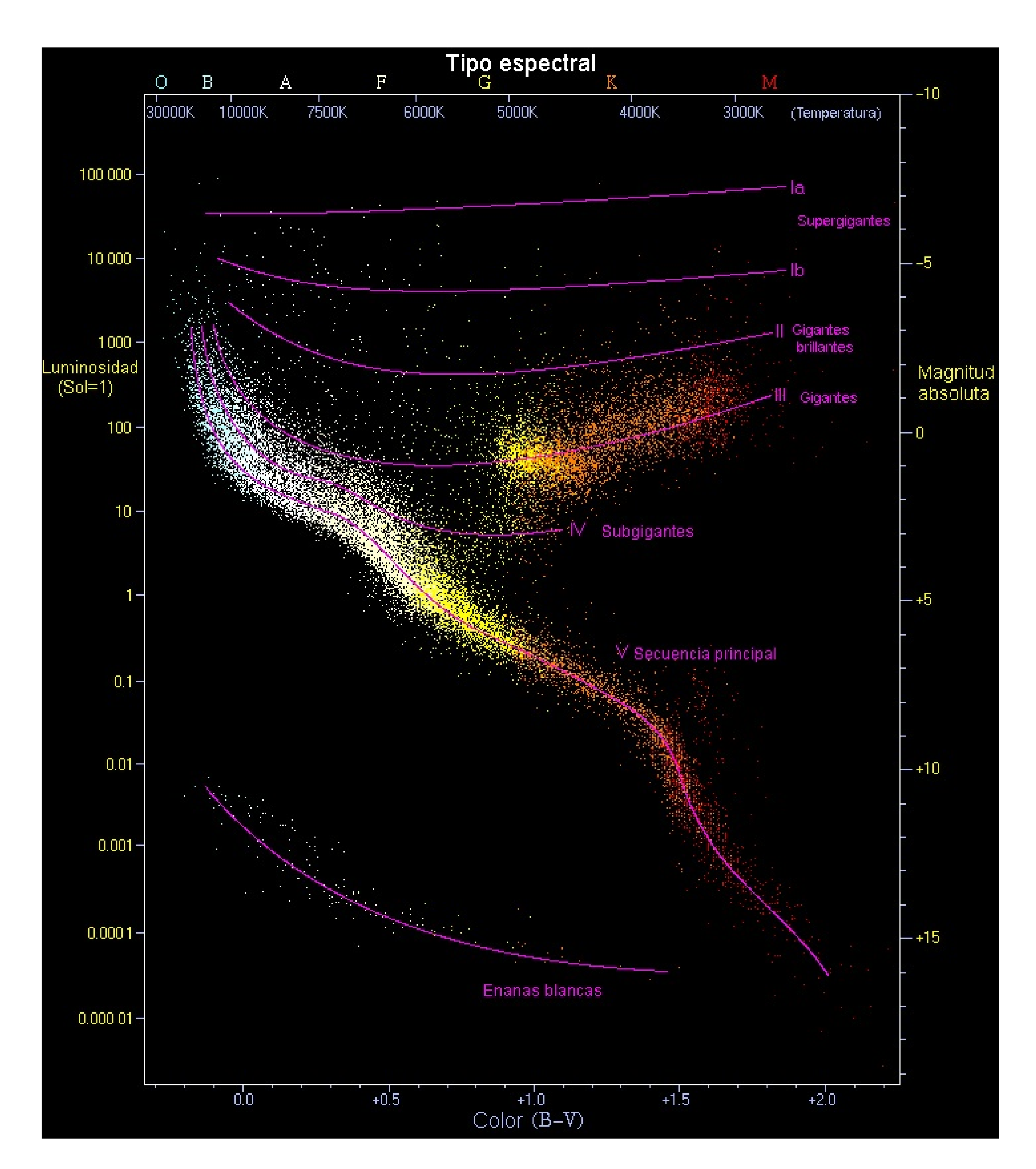
Hablaremos sobre la etapa más larga de la vida de una estrella: la *secuencia principal*, además de explicar qué es (y por qué es importante) el *diagrama de Hertzsprung-Russell*.

Recordarás cómo el nacimiento de la estrella (ya sea una enana roja o una gigante azul) culminaba en el momento en el que la protoestrella se había comprimido y calentado lo suficiente como para iniciar, en su núcleo, la fusión del hidrógeno. Como dijimos en los dos artículos anteriores, el color y la luminosidad de la estrella dependían de su temperatura y su tamaño.

Bien, cuando los astrónomos empezaron a catalogar estrellas (observando propiedades como las anteriores), trataron de encontrar patrones que relacionaran estas propiedades: *¿era posible tener una estrella muy pequeña y muy caliente?, ¿una enana azul?, ¿y una gigante amarilla?, ¿había algunas combinaciones más probables que otras*?

Dos científicos realizaron diagramas muy parecidos a principios del siglo XX: el danés Ejnar Hertzsprung, en 1911, elaboró un diagrama que relacionaba la luminosidad de las estrellas conocidas en función de su color. Dos años más tarde y de forma independiente, el estadounidense Henry Norris Russell creó un diagrama muy parecido que relacionaba la luminosidad con el tipo espectral (el cual, como ya sabes, es función de la temperatura de la estrella y por lo tanto del color de su superficie). Al ser ambos diagramas prácticamente iguales, el nombre de este tipo de gráfica es *diagrama de Hertzsprung-Russell*.

Bien, si cogemos todas las estrellas conocidas y catalogadas y las representamos en un diagrama de Hertzsprung-Russell (es decir, nos fijamos en cómo se relacionan su color y su luminosidad), aparece un patrón muy definido y fácil de ver. Fíjate en este hermoso diagrama con 23.000 estrellas de los catálogos Hipparcos y Gliese en el que cada estrella está representada en su color. La temperatura (color) está en el eje de abscisas, la luminosidad en el de ordenadas. Observa el diagrama un par de minutos antes de seguir leyendo:



Te habrás dado cuenta de lo mismo que observaron los astrónomos al elaborar estos diagramas con las estrellas conocidas: *prácticamente todas están concentradas en un par de regiones del diagrama*. La mayor parte de las estrellas están en esa franja más o menos sinuosa y borrosa (puesto que hay más factores a tener en cuenta que no aparecen en la gráfica, como la composición de la estrella) que va diagonalmente desde abajo y la derecha (estrellas poco luminosas y frías) hacia arriba y la izquierda (estrellas luminosas y calientes). Hay estrellas en otras zonas, pero son menos, y hablaremos de ellas más adelante.

Esa franja diagonal, en la que está la mayor parte de las estrellas, es lo que se denomina *secuencia principal*. Cuando la protoestrella de la que hablamos en episodios anteriores se «enciende», es decir, empieza a fusionar hidrógeno, entra en un punto de esa secuencia principal (donde le corresponda a su masa). Mientras esté «quemando» hidrógeno, ocurre lo que parece de sentido común: cuanto más grande es la estrella, más caliente está, de modo que está en esa franja, la secuencia principal. Cuando el hidrógeno del núcleo empieza a acabarse empiezan a pasar cosas raras, y la estrella abandona la secuencia principal.

¿Qué quiere decir entonces que casi todas las estrellas estén en esa secuencia principal? Puesto que las estrellas que vemos son muestras más o menos aleatorias de un conjunto en el que algunas son jóvenes, otras viejas y otras ni una cosa ni otra, el hecho de que todas estén ahí sólo puede significar una cosa, y esa es la conclusión a la que llegaron los astrónomos al observar estos diagramas: *las estrellas pasan la mayor parte de su vida en la secuencia principal, fusionando hidrógeno*.

Dicho de otra manera: imagina que observas individuos aleatorios de una especie alienígena, de edades diferentes, y ves que algunos tienen el pelo rojo, otros verde y otros azul. Unos pocos lo tienen rojo, muy pocos azul, y prácticamente todos lo tienen verde. Y, además, te das cuenta de que, según envejecen, el color de su pelo va de rojo a verde y luego a azul. La conclusión lógica es que esta especie alienígena pasa la mayor parte de su vida en la etapa «verde», mientras que las otras dos etapas son muy breves: de ahí que veas tantos con el pelo verde. Es un ejemplo algo simplón, pero espero que ponga de manifiesto la importancia de este diagrama.

De modo que nuestra joven estrella (que, independientemente de su origen y composición, estará en su mayor parte formada por hidrógeno) empieza a realizar la fusión del hidrógeno, y cae en la secuencia principal en el punto que le corresponda a su masa. Ahí permanece durante mucho, mucho tiempo: casi toda su existencia como cuerpo estelar, casi sin moverse en el diagrama, «quemando» hidrógeno y brillando con el color (tipo espectral) y brillo (clase de luminosidad) que le corresponden.

Por ejemplo, nuestro Sol es, como ya dijimos, una estrella G2 V. Si te fijas en el diagrama (G en abscisas y un brillo de 1 en ordenadas), es una estrella amarilla dentro de la secuencia principal. Ahí seguirá aún durante unos cuantos miles de millones de años: nuestra estrella no es muy joven, pero tampoco es vieja, y todavía tiene mucho hidrógeno por fusionar en el núcleo.

¿Quiere esto decir que durante los miles de millones de años que una estrella permanece en la secuencia principal no cambia absolutamente nada? No. Según va pasando el tiempo, el hidrógeno se va convirtiendo en helio, y esto es importante por una razón muy sencilla: *el helio es unas cuatro veces más denso que el hidrógeno*. Por lo tanto, la estrella va, poco a poco, contrayéndose, calentándose en el núcleo y fusionando hidrógeno más deprisa. Nuestro Sol consume ahora hidrógeno un 40%

más deprisa que hace un par de miles de millones de años.

Claro, si la estrella es pequeña y fría (en la parte inferior derecha de la secuencia), consume hidrógeno muy despacio, y puede permanecer allí… no sabemos cuánto tiempo. Las primeras estrellas pequeñas que se formaron en el Universo aún están ahí, y probablemente seguirán mucho despúes de que nuestro Sol haya «muerto» y se haya convertido en una enana blanca. Pero las estrellas grandes y calientes (la parte superior izquierda de la secuencia) alcanzan tal temperatura y presión en el núcleo que consumen el hidrógeno a una velocidad endiablada, y en unos pocos millones de años su núcleo es totalmente de helio.

Una vez que la estrella ha consumido casi todo el hidrógeno del núcleo, la mayor parte de su vida ha pasado: lo que le queda puede ser apocalíptico o pacífico, pero será corto. Curiosamente, casi todo lo más interesante de la vida de la estrella está por venir, en el poco tiempo que le queda, mientras que la mayor parte de su existencia es comparativamente aburrida dentro de la secuencia principal. Además, una vez la estrella abandona la secuencia, dependiendo de su masa pueden ocurrirle cosas muy distintas, mientras que durante su estancia en la secuencia casi todas se comportan básicamente igual (salvo que unas permanecen durante tiempos enormes y otras lo hacen durante unos breves millones de años).

¿Qué tipo de estrellas son entonces las que no están, en el diagrama de arriba, en la secuencia principal? Algunos puntos aislados son simplemente casos extraños: vemos un número tan gigantesco de estrellas, con condiciones tan variadas en su formación y evolución, que algunas pueden tener características fuera del patrón común. Pero probablemente has visto dos grupos relativamente numerosos de estrellas que llaman la atención: por un lado, la franja que se dirige hacia la derecha y arriba desde la secuencia principal y, por otro, una banda casi horizontal de estrellas blancas en la parte inferior izquierda del diagrama.

El primer grupo son estrellas que han abandonado la secuencia principal y consumiendo elementos diversos en su precipitada caída desde la secuencia: son estrellas «moribundas». Nuestro Sol recorrerá un día ese camino. El segundo grupo, las *enanas blancas*, son «cadáveres» de estrellas que recorrieron ese camino. Pero todo esto está relacionado con lo que ocurre cuando la estrella abandona la secuencia, de modo que tendrás que esperar a próximos capítulos de la serie para saber más sobre ello.

V - Las entrañas de una estrella

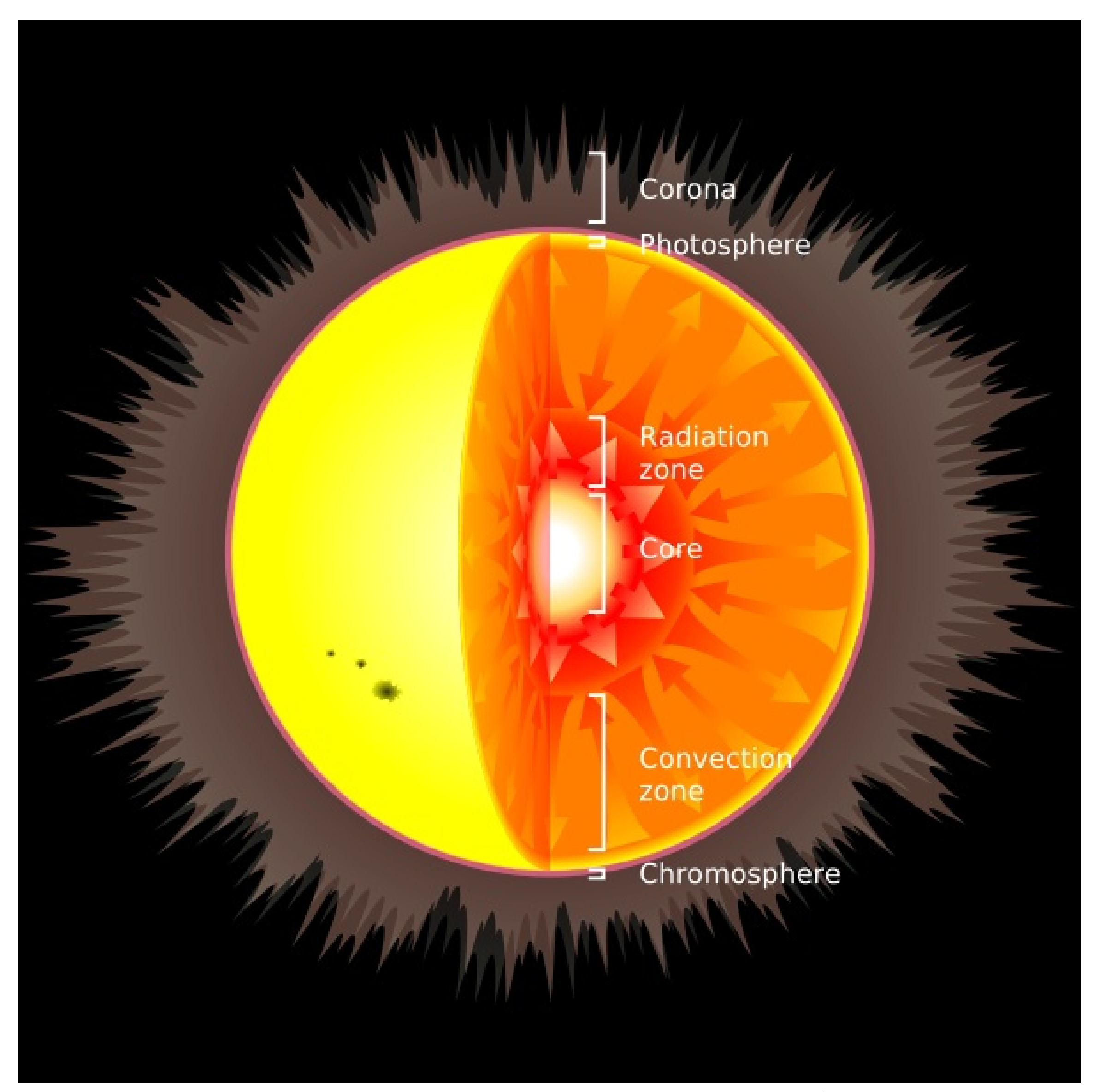
Ahora hablaremos acerca de lo que sucede dentro de la estrella durante su estancia en la secuencia principal (que, como dijimos en capítulos anteriores, es la mayor parte de su «vida»).

A pesar de que, como hemos visto en artículos anteriores, hay estrellas de masas, temperaturas y luminosidades muy diferentes, durante su estancia en la secuencia principal (mientras fusionan fundamentalmente hidrógeno) no son tan distintas unas de otras. La diferencia principal, como mencionamos al hablar de la secuencia principal, es cómo de rápido consumen el hidrógeno y, por lo tanto, cuánto tiempo permanecen en dicha etapa de su vida antes de precipitarse hacia su final.

De manera que, aunque en esta entrada hablaremos más detalladamente de la estructura interna de nuestro Sol, otras estrellas no son tan diferentes de él mientras se encuentran en su madurez. Desde luego, mencionaremos diferencias con estrellas mucho mayores o menores, pero vamos a centrarnos fundamentalmente en el Sol por dos razones: por un lado, es una estrella típica, ni muy grande ni muy pequeña. Por otro lado, es la que conocemos mejor, con mucha diferencia.

Una estrella típica es, dicho mal y pronto, una esfera casi perfecta hecha de hidrógeno, helio y trazas de otros elementos. Sí, al contrario que algunos planetas, la mayor parte de las estrellas de la secuencia principal son casi perfectamente esféricas. Nuestro Sol, por ejemplo, está achatado sólo 10 km en los polos respecto al ecuador, ¡comparado con un diámetro medio de 1.400.000 km, más de cien Tierras! Es como si un balón de fútbol tuviera un achatamiento de unos 0.003 *milímetros*. La razón es que, en general, no giran demasiado deprisa alrededor de su eje (nuestra estrella tarda unos 25 días), y además su masa es tan gigantesca que la fuerza gravitatoria hacia el centro es monstruosa.

Desde luego, cuando la estrella entra en la secuencia principal (empieza a fusionar hidrógeno) suele estar hecha casi totalmente de este elemento, salvo que se haya formado a partir del «cadáver» de una estrella anterior que tuviera mucho helio. Poco a poco, según lo va consumiendo, va teniendo más helio y menos hidrógeno. Nuestra estrella tiene aún un 74% de hidrógeno, y ya ha acumulado un 25% de helio —el 1% restante son otros elementos como oxígeno y carbono.



Estructura de una estrella como el Sol. De dentro hacia fuera: núcleo, zona radiativa, zona convectiva, fotosfera, cromosfera y corona.

Esta fusión del hidrógeno se produce en el **núcleo** de la estrella, donde la presión y la temperatura son enormes. En el caso del Sol la temperatura del núcleo alcanza los 13.600.000 K, que se dice pronto. Ahí es donde la estrella produce la enorme cantidad de energía necesaria para compensar la presión gravitatoria de su masa. Existen dos formas fundamentales en las que una estrella fusiona hidrógeno para producir helio: la *cadena protón-protón* y el *ciclo CNO*. Vamos a describir brevemente estos dos procesos esenciales:

La *cadena protón-protón* es la reacción de fusión de las estrellas no demasiado grandes, como nuestro Sol. Se llama «cadena» porque tiene varios pasos, aunque a veces se simplifiquen las cosas y se diga simplemente que la fusión consume hidrógeno y produce helio, sin indicar qué ocurre en el proceso. Este proceso consta de tres pasos:

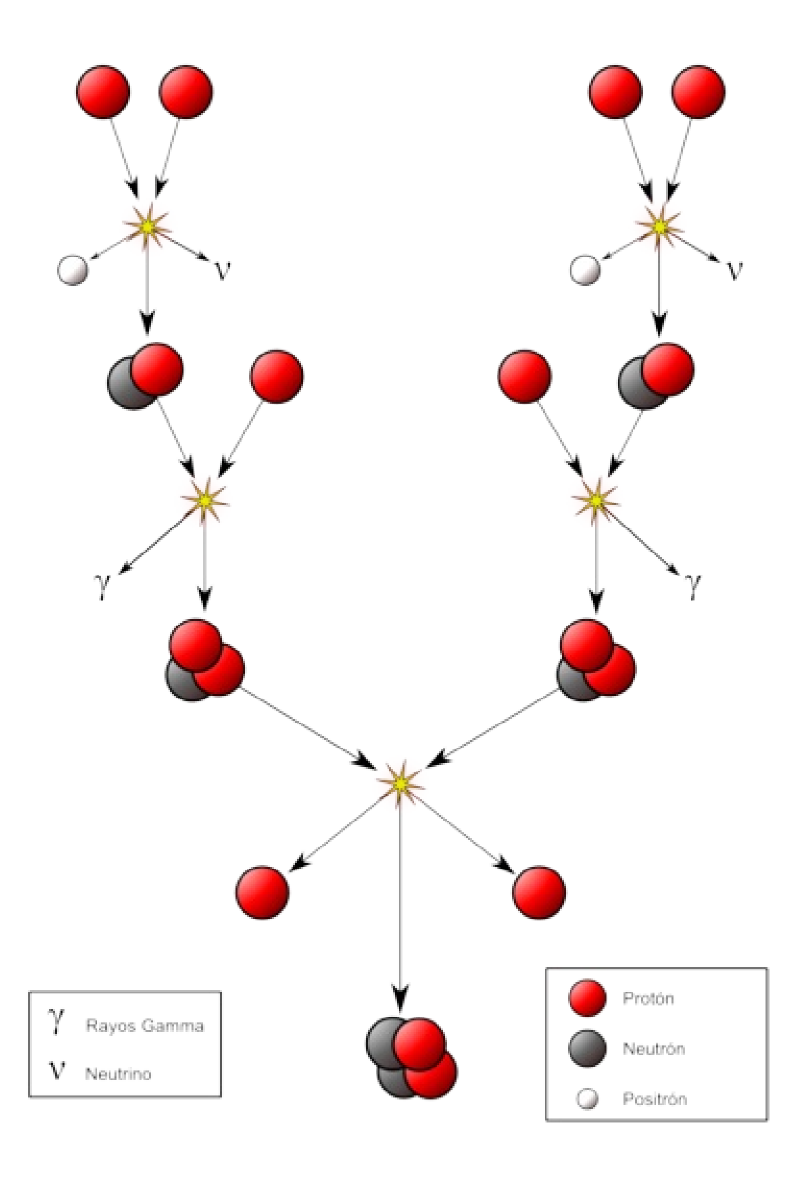
En primer lugar, dos núcleos de hidrógeno (dos protones) se fusionan,

producíendo un núcleo de deuterio (un *protón* y un *neutrón*), un *neutrino* electrónico y un *positrón*. Desde luego, este positrón no dura mucho: en cuanto se encuentra con un electrón, ambos se aniquilan y liberan un fotón de muchísima energía (lo que solemos llamar *radiación gamma*). El neutrino y el fotón se llevan parte de la energía total que producirá la cadena completa.

A continuación, ese núcleo de deuterio se fusiona con otro núcleo de hidrógeno (otro protón), de manera que se tienen dos protones y un neutrón, es decir, un núcleo de helio-3, y se libera otro fotón muy energético. ¡Ya casi tenemos el helio-4!

El paso final puede seguir varios caminos, pero el más común es que se unan dos de esos núcleos de helio-3 para dar un núcleo de helio-4, muchísima energía fotónica, y dos protones libres de nuevo (que vuelven al principio de la cadena para fusionarse, etc.).

Aquí tienes un pequeño diagrama de los pasos de esta cadena:



En estrellas más grandes que el Sol (que tienen condiciones más extremas y abundancia de otros elementos además del hidrógeno y el helio) es más común un

proceso diferente, denominado *ciclo CNO* o *ciclo carbono-nitrógeno-oxígeno*. Este ciclo es algo más complicado que la cadena protón-protón, y tiene seis pasos. No vamos a entrar en mucho detalle de cada paso (son todos muy similares), pero básicamente se produce la fusión de un protón con carbono-12 para dar nitrógeno-13, que se desintegra en carbono-13, un positrón y un neutrino; el carbono-13 se fusiona con otro protón para dar nitrógeno-14, que se fusiona con *otro* protón (sí, hay muchos protones) para dar oxígeno-15, que se desintegra en nitrógeno-15, un positrón y un neutrino; el nitrógeno-15 se fusiona con otro protón para dar carbono-12 y helio-4. En cada uno de estos pasos, por supuesto, se liberan fotones muy energéticos.

Lo curioso del asunto es que hay muchos elementos involucrados, pero fíjate: en un paso se consume carbono-12, que se produce en otro paso. El nitrógeno-13 se produce en un paso y se consume en otro. *Y lo mismo pasa con todos los demás elementos involucrados excepto el hidrógeno y el helio*, de manera que si «sumas» todas las reacciones de fusión del ciclo, al final lo que pasa es que se consumen núcleos de hidrógeno (protones) y se produce helio-4. Los demás elementos actúan de «catalizadores», haciendo que este tipo de fusión sea más rápido que en su ausencia.

Cualquiera que sea el proceso (la cadena protón-protón o el ciclo CNO), al final lo que sucede es que va desapareciendo el *hidrógeno* y va apareciendo *helio*. Al ser el helio más denso que el hidrógeno, la estrella se va comprimiendo poco a poco y, a la vez, calentándose. Además, en estas reacciones de fusión, como has visto, se liberan ingentes cantidades de neutrinos y de fotones. Estos dos tipos de partículas sufren destinos muy diferentes: los neutrinos atraviesan la estrella sin casi darse cuenta, y salen de él a la velocidad de la luz. Sin embargo, el interior de las estrellas es de una densidad gigantesca: los fotones recorren unos pocos milímetros antes de ser absorbidos por cualquiera de los núcleos atómicos que los rodean.

¿Quiere esto decir que la radiación nunca abandona la estrella? Desde luego que no (o no brillarían). Los fotones son absorbidos, de modo que «calientan» la región en la que se producen. Estos núcleos atómicos liberan la energía que han absorbido en forma de más fotones (normalmente, más fotones de los que absorbieron, pero con menos energía cada uno), que salen despedidos en todas direcciones (sí, algunos hacia «fuera», pero otros hacia «dentro»). Estos nuevos fotones recorren unos pocos milímetros… ¡y son absorbidos de nuevo! Poco a poco, palmo a palmo, algunos fotones van logrando salir a capas más externas de la estrella. Al final, desde luego, salen, pero tardan muchísimo tiempo: la luz que vemos al mirar al Sol son fotones que fueron liberados por núcleos que absorbieron fotones, que fueron liberados por núcleos… y así hasta el fotón original producido por la fusión en el núcleo, **hace miles o millones de años**. Aún no sabemos cuánto tiempo, pero sí que, como mínimo, es de 17.000 años (algunos científicos sugieren cifras de hasta cincuenta

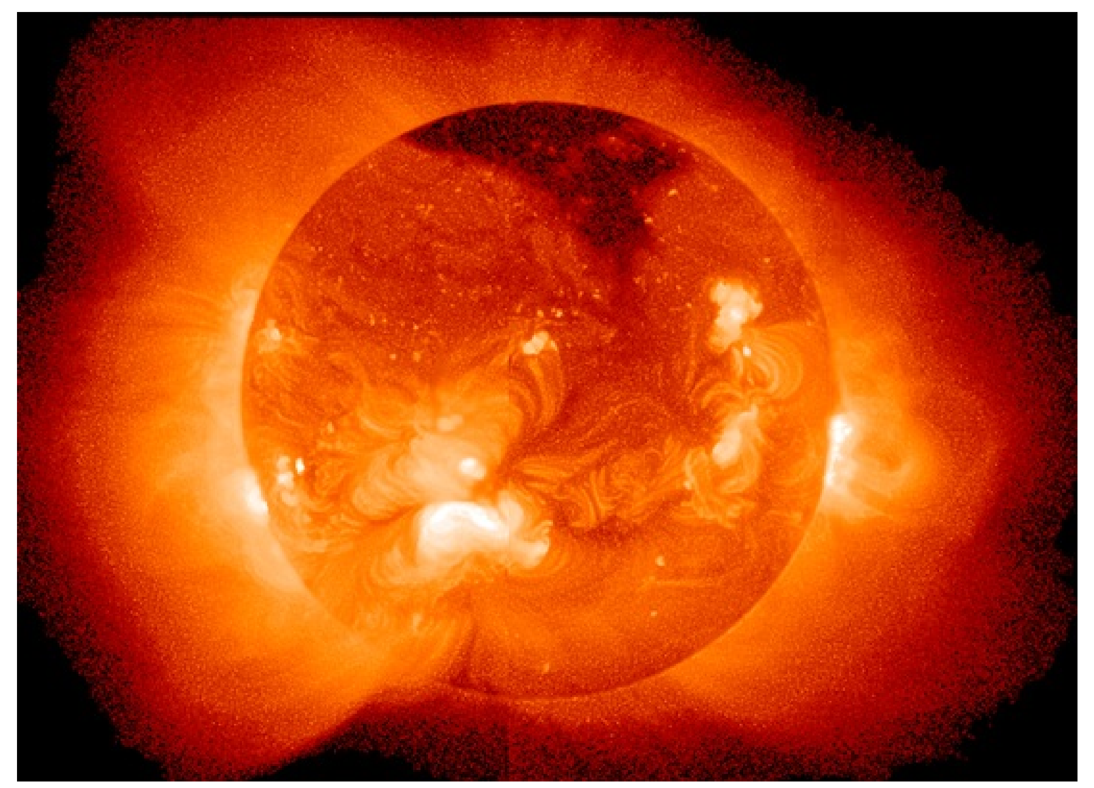
millones de años).

Fuera del núcleo ya no se produce la fusión: la temperatura sigue siendo increíblemente alta, pero se debe simplemente a la radiación emitida por el núcleo, de modo que según nos movemos «hacia fuera», la temperatura va disminuyendo. Esta región del exterior del núcleo suele dividirse en dos partes diferentes: la **zona radiante** y la **zona convectiva**. Dependiendo del tamaño de la estrella, la zona radiante puede estar primero y, rodeándola, la zona convectiva (como es el caso del Sol), o al revés. De hecho, si la estrella es muy pequeña, como una enana roja, puede ni siquiera existir la zona radiante.

La única diferencia entre ambas zonas es que en la zona convectiva, como su propio nombre indica, se produce convección: hay movimientos del fluido, algunas veces muy violentos y turbulentos, de modo que parte de la energía térmica sale hacia el exterior, no por radiación, sino en forma de masa de gas muy caliente. Por eso, la superficie de las estrellas como nuestro Sol no está a una temperatura uniforme —en las zonas en las que asciende material muy caliente es mayor. En la zona radiante, por el contrario, apenas hay movimiento de la masa estelar: la mayor parte de la transferencia de energía de dentro hacia fuera se produce por radiación.

Independientemente del orden de estas dos zonas, llegamos por fin a la superficie visible de la estrella, lo que realmente vemos de ella: la **fotosfera** (que es, por cierto, donde se observó helio por primera vez). La fotosfera está tan lejos del caliente núcleo que está muy fría, relativamente hablando: en el caso del Sol, a unos 6.000 K.

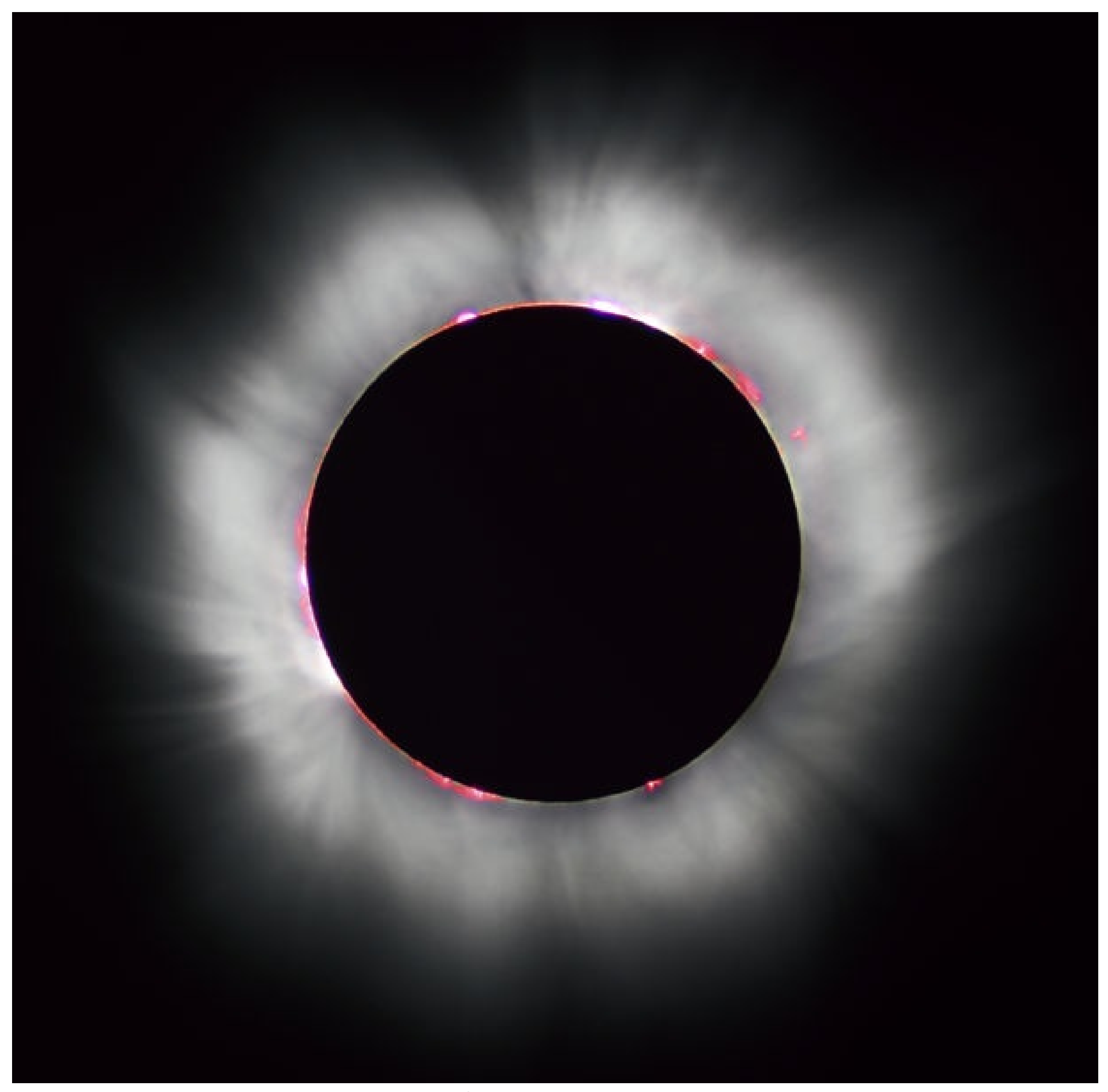
Fuera de la fotosfera se encuentra la **atmósfera** de la estrella —sí, las estrellas también tienen atmósfera, ¡de hecho estás dentro de ella, como veremos en un par de párrafos! La atmósfera de las estrellas tiene varias regiones diferenciadas (aunque algunas, estrictamente, tienen nombre sólo para nuestro Sol, pero bueno): el *mínimo de temperatura* es la región inferior de la atmósfera estelar, y es la zona de menor temperatura de la estrella. En el caso del Sol, unos 4.000 K. De hecho, está tan «fría» que allí no sólo hay átomos, ¡hay incluso moléculas! En las capas bajas de la atmósfera de nuestra estrella hay moléculas de agua y dióxido de carbono.



Nuestro Sol visto desde el telescopio de rayos X del satélite Yohkoh.

Sin embargo, a partir de ahí las cosas se vuelven extrañas: ¡la temperatura aumenta! Estamos en la *cromosfera*, llamada así porque durante un eclipse de Sol puede verse brillar en varios colores. Desde luego, hablar de «temperatura» aquí es algo bastante relativo, pues la densidad es muy pequeña. Pero los átomos que hay se mueven muy rápido —hasta llegar a los 100.000 K en la cima de la cromosfera.

En el exterior de la cromosfera se encuentra la *corona*, que es también visible durante los eclipses. La corona tiene una densidad aún menor, y una temperatura aún mayor, que la cromosfera: en el caso del Sol alcanza varios millones de grados, temperaturas similares a las que hay en las profundidades de la estrella, y no se sabe muy bien por qué, aunque se piensa que puede tener que ver con los intensos campos magnéticos producidos por el movimiento del plasma por debajo.



Cromosfera y corona del Sol.

La corona de nuestra estrella acaba más o menos a un 10% de la distancia entre el Sol y nosotros, y a partir de ahí se encuentra la capa más externa de su atmósfera: la *heliosfera*, que llega más allá de Plutón. Las sondas *Voyager* van a ser los primeros objetos construidos por el hombre en salir realmente de nuestra estrella —ya están en la *heliopausa*, la frontera entre la heliosfera y el medio interestelar.

Esta estructura estelar que hemos descrito se mantiene, aunque poco a poco la estrella aumente de temperatura y se comprima, hasta que el hidrógeno del núcleo se va acabando y sólo queda helio. Entonces, la estrella abandona la secuencia principal e inicia el camino hacia su «muerte». Sin embargo, es ahora cuando las cosas pueden tomar rutas muy diferentes, dependiendo del tamaño de la estrella.

De hecho, como ya mencionamos anteriormente en la serie, si la estrella es muy pequeña la fusión es tan lenta ¡que aún no han acabado ni las primeras que se formaron en el Universo! Se piensa que estas estrellas tan pequeñas «mueren» igual que vivieron: discretamente. Eso justamente estudiaremos en el siguiente capítulo de

la serie, al hablar de las *enanas blancas*.

VI - Las enanas blancas

Hoy continuamos hablando acerca de uno de los posibles caminos que puede seguir una estrella hacia su «muerte», y uno de los tipos de «cadáveres estelares» que hay en el Universo: las **enanas blancas**.

Como dijimos en el capítulo acerca de la secuencia principal, todo es relativamente estable y duradero mientras una estrella se encuentra en esa etapa de su vida: el hidrógeno se fusiona en el núcleo, la enorme presión gravitatoria debida a la masa de la estrella se compensa con la presión de la radiación emitida por la fusión, y la estrella brilla durante eones, como está haciendo ahora mismo nuestro Sol.

Sin embargo, esta situación tiene un final: este final llega más pronto o más tarde dependiendo de la masa de la estrella, y puede tener varios caminos y varios resultados diferentes. Hoy vamos a estudiar lo que les sucede a las estrellas más pequeñas de todas las de la secuencia principal.

En primer lugar, como recordarás, cuanto más pequeña es una estrella, más lentamente fusiona hidrógeno. Una enana roja como *Proxima Centauri* consume hidrógeno tan lentamente en el núcleo que la edad actual del Universo es mucho más pequeña que el tiempo que puede tardar en quedarse «sin combustible», de modo que, como mencionamos en anteriores artículos de la serie, el Universo es demasiado joven para que hayamos podido observar lo que les sucede a las estrellas más pequeñas cuando consumen su hidrógeno.

Sin embargo, lo que pensamos que les ocurrirá es lo siguiente: al quedarse sin hidrógeno, no hay ninguna presión hacia fuera que compense la presión gravitatoria debida a la masa de la estrella. El astro se comprime y se calienta más y más, haciéndose muy pequeño y muy denso. Como veremos más adelante, las estrellas de un tamaño aceptable (al menos la mitad que el Sol) se calientan tanto en el núcleo que pueden empezar a fusionar hidrógeno de nuevo, luego helio, y alargar un tiempo su final… pero las estrellas más pequeñas no se calientan lo suficiente: la fusión es una cosa del pasado para ellas, cuando se les acaba el hidrógeno del núcleo.

De manera que estas pequeñas estrellas se comprimen mucho… pero mucho, mucho. La presión gravitatoria es tan enorme que la fuerza de repulsión entre cargas del mismo signo es incapaz de detener la compresión, y el plasma que forma estas estrellas es de una densidad difícil de imaginar: las cargas están casi «pegadas» unas a otras.

De hecho, los electrones están tan cerca unos de otros que llega un momento en el que su posición está tan limitada que podría incumplirse el *principio de exclusión de Pauli*, debido a que muchos electrones traten de ocupar el mismo estado cuántico.

Para que esto no ocurra, los electrones empiezan a moverse más rápido, presionando unos contra otros y ejerciendo una presión hacia fuera que compensa la gravitatoria, y deteniendo así el colapso de la estrella (que, si no, se convertiría en un agujero negro).

Dicho de otro modo, por si no estás familiarizado con el principio de exclusión: los electrones están tan apretados que sus posiciones están muy determinadas. Por el *principio de incertidumbre de Heisenberg*, la velocidad de los electrones está muy poco determinada, es decir, pueden moverse muy rápido, empujando unos contra otros y generando una presión hacia fuera que contrarresta la gravitatoria. Por supuesto, esta explicación es equivalente a la del principio de Pauli, simplemente dicha con otras palabras, pero a veces una de las dos explicaciones es más fácil de entender que la otra.

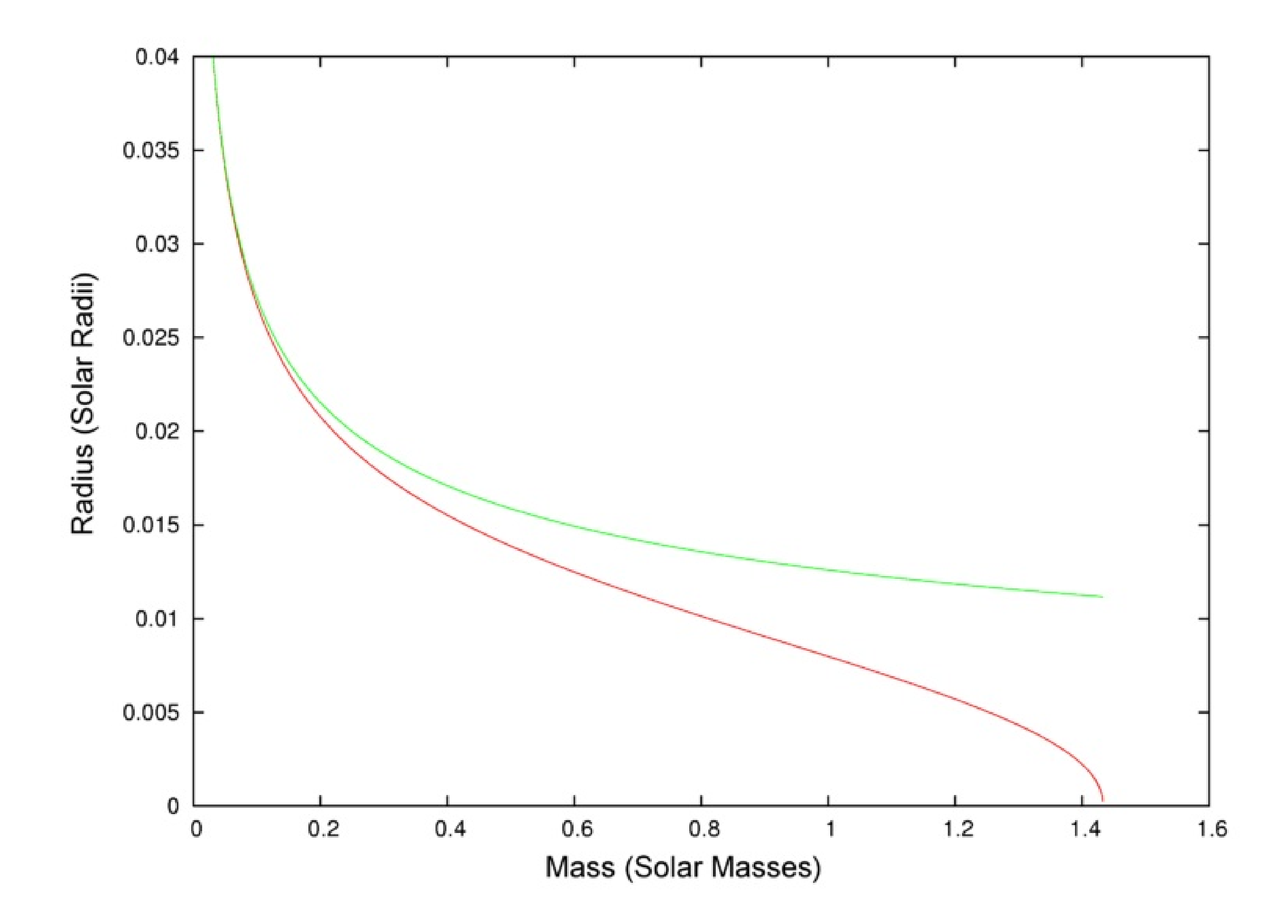
En cualquier caso, esta presión de los electrones hacia fuera se denomina *presión de electrones degenerados*, y una vez que los electrones «empujan» hacia fuera con suficiente ímpetu, la estrella deja de comprimirse: tenemos una *enana blanca*. Pero, como hemos dicho, esto ocurre cuando la estrella es enormemente densa: unos 1.000 kg/cm3, o lo que es lo mismo, **mil toneladas por metro cúbico**, un millón de veces más denso que el Sol (que, por otro lado, no es demasiado denso). De hecho, hay pocas cosas en el Universo más densas que una enana blanca —hablaremos de ellas más adelante en la serie.

Pero lo curioso es que, debido a esto, las enanas blancas tienen una propiedad peculiar: **cuanto más masa tiene una enana blanca, más pequeña es**. Claro, cuanta más masa, más se comprime hacia dentro, y más hace falta «apretar» los electrones unos contra otros para que la degeneración ejerza una presión equivalente hacia fuera. Como veremos en artículos posteriores, esta curiosa propiedad es la que hace que las enanas blancas demasiado grandes tengan un final catastrófico: puedes comprender que «cuanto más masiva, más pequeña» es una propiedad peligrosísima para una estrella.

De hecho, una enana blanca suficientemente masiva —es decir, muy pequeña— se comprime tantísimo que sus electrones se mueven muy, muy rápido. Tanto que, para estudiar teóricamente su comportamiento, no basta con la mecánica cuántica: hace falta también la relatividad, pues los electrones se agitan a velocidades próximas a la de la luz. Utilizando ambas teorías, el físico indio Subrahmanyan Chandrasekhar calculó la masa máxima que podría tener una enana blanca para que el movimiento de los electrones debido al principio de exclusión pudiera compensar el colapso gravitatorio. El resultado es de unas 1,4 veces la masa de nuestro Sol, denominado *límite de Chandrasekhar*.

En la siguiente gráfica puedes ver la propiedad que acabo de describir: cuanta más masa, menos volumen. El eje horizontal mide la masa de la enana blanca

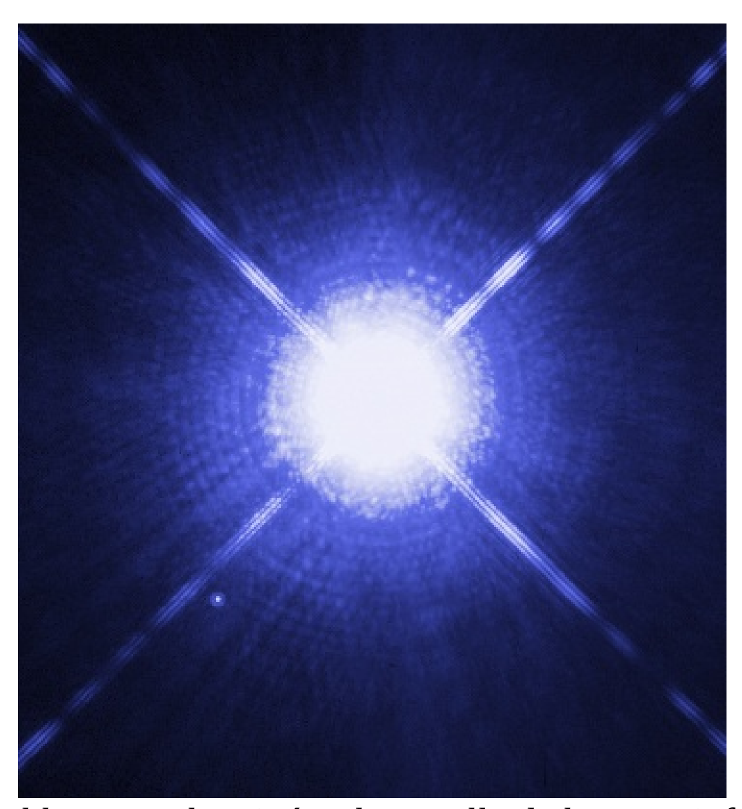
(comparada con la del Sol), y el vertical el radio de la enana blanca (también comparado con el del Sol). La curva verde es la que se deduce teóricamente sin tener en cuenta los efectos relativistas: como puedes ver, sin relatividad no debería haber ningún límite al tamaño de estas estrellas. Sin embargo, la curva roja tiene en cuenta la relatividad: como ves en esa, llega un momento en el que los electrones no pueden compensar la presión gravitatoria, porque no pueden moverse a la velocidad de la luz. Observa lo que ocurre alrededor de 1,4 masas solares:



Por eso no hay ninguna enana blanca mayor que 1,4 Soles. ¿Qué sucede si una estrella es más grande que ese límite? ¿Se comprime hasta un radio 0 y desaparece? ¿Qué pasa si una enana blanca, de alguna manera, va ganando masa hasta superar el límite? Responderemos a estas preguntas más adelante en la serie pero, si observas la gráfica y ese final de la curva que tiende a un radio nulo, puedes imaginar que pasan cosas muy, muy violentas y potencialmente muy raras. Pero paciencia, volvamos a una enana blanca «normal».

¿Qué tenemos entonces, cuando la presión de los electrones degenerados compensa la gravitatoria? Un objeto extraordinariamente denso, con la masa de una estrella normal pero que ocupa más o menos lo que la Tierra, y en el que se ha detenido la fusión y no hay ningún tipo de producción de energía. Pero, por otro lado,

recuerda que según se va comprimiendo, la estrella «sin combustible» se ha ido calentando más y más. Una enana blanca recién formada está muy caliente: su superficie puede llegar a los 150.000 K, y tiene un color azul blanquecino.



Sirio B, una enana blanca, es la minúscula estrella de la parte inferior izquierda. La estrella grande es Sirio A, una estrella de secuencia principal.

Sin embargo, las enanas blancas —incluso las recién formadas— no brillan mucho. Sí, pueden estar muy calientes, pero son minúsculas: aunque la radiación que emite cada metro cuadrado de su superficie es mucha, la superficie total de la estrella es muy pequeña. De modo que la cantidad de radiación que pueden emitir es ínfima, y por eso tardamos mucho tiempo en descubrir las primeras (la primera, *40 Eridani B*, fue observada por Herschel en 1783, aunque por supuesto no se conocía su naturaleza).

Y en ese brillo tenue está la clave de la supervivencia de las enanas blancas: no hay nada que siga produciendo energía en su interior, de modo que son «brasas» en el espacio, que brillan y se van enfriando lentamente. Pero, al ser tan pequeñas y emitir tan poca radiación se enfrian *muy* lentamente. Claro, cuanto más fría está, menos brilla y más lentamente se enfría, de modo que aún no sabemos qué ocurre exactamente cuando una está muy fría: la temperatura más baja observada en la superficie de una enana blanca hasta ahora es de algo menos de 4.000 K. ¡Aún no ha dado tiempo de que ninguna se enfríe más!

Sin embargo, una enana blanca vieja está suficientemente fría como para que los electrones se asocien a protones y neutrones y se formen átomos verdaderos, no

plasma. De hecho, se piensa que las más frías cristalizan y son, en menor o mayor medida, sólidos cristalinos. Esta teoría fue propuesta por primera vez en los años 60, y las observaciones más recientes de algunas enanas blancas antiguas sugieren que esta cristalización es una realidad.

Pero, aunque no hayamos visto lo que ocurre a largo plazo, estamos bastante seguros de lo que ocurrirá: la enana blanca se va enfriando. De azulada pasará a amarilla, luego a roja, y luego emitirá únicamente hasta el infrarrojo. Eventualmente su temperatura se igualará con la de la radiación de fondo del Universo. Lo que se tiene entonces es una *enana negra*, una bola de materia fría y apagada que permanece inalterada para siempre en el espacio.

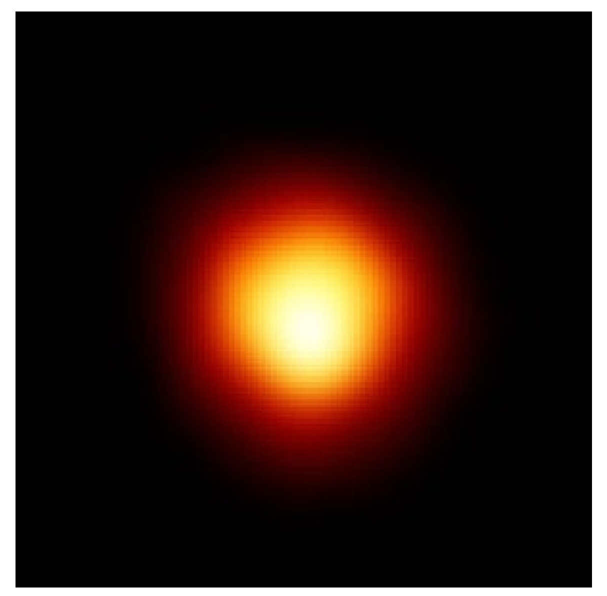
Por supuesto, eso es lo que ocurre si la enana blanca no está cerca de nada que interactúe con ella: como estudiaremos más adelante, si la enana blanca tiene una compañera de la que absorber material, puede ir creciendo más y más hasta que la presión de los electrones degenerados no sea capaz de compensar la presión gravitatoria, y entonces ocurren cosas mucho más violentas que la lenta extinción de una enana negra… pero paciencia.

Una aclaración importante, aunque sea repetitiva: en esta entrada hemos estudiado cómo una estrella pequeña se convierte en una enana blanca, pero esto no quiere decir que todas las enanas blancas sean pequeñas —hemos visto que son posibles hasta 1,4 masas solares. Como veremos en el siguiente artículo de la serie, es posible que una estrella como nuestro Sol o mayor acabe siendo una enana blanca por un camino diferente del que hemos descrito aquí.

Hemos preferido empezar a hablar de enanas blancas de este modo porque es el proceso más fácil de entender y menos violento. En el próximo capítulo hablaremos de otro camino diferente hacia este tipo de estrellas: *las gigantes rojas*.

VII - Las gigantes rojas

En el anterior capítulo de *La vida privada de las estrellas* hablamos acerca del camino más «pacífico» de una estrella hacia su fin, la transformación en una enana blanca. Probablemente recuerdes cómo la estrella (de un tamaño reducido) se contraía más y más una vez que había consumido el hidrógeno del núcleo, hasta volverse una especie de pequeña «brasa» en el espacio, la fusión ya terminada, enfriándose y brillando cada vez más tenuemente durante eones.



Betelgeuse, una supergigante roja.

Hoy vamos a tratar un proceso bastante más violento: la formación de las **gigantes rojas**, un asunto especialmente interesante para nosotros porque nuestro Sol se convertirá en una de ellas en unos 5.500 millones de años. Es además un proceso muy común, ya que todas las estrellas medianas recorren el camino que vamos a describir.

Imagina una escena casi igual a la de la formación de una enana blanca, como describimos en el artículo anterior: la estrella ha consumido todo el hidrógeno del núcleo, que es ahora una bola de helio rodeada aún del resto de la estrella, que sigue siendo, en su mayor parte, hidrógeno. Sin embargo, en este caso estamos mirando una estrella más grande que las del capítulo anterior (de al menos la mitad de masa que el Sol). Lo que sucede entonces es espectacular.

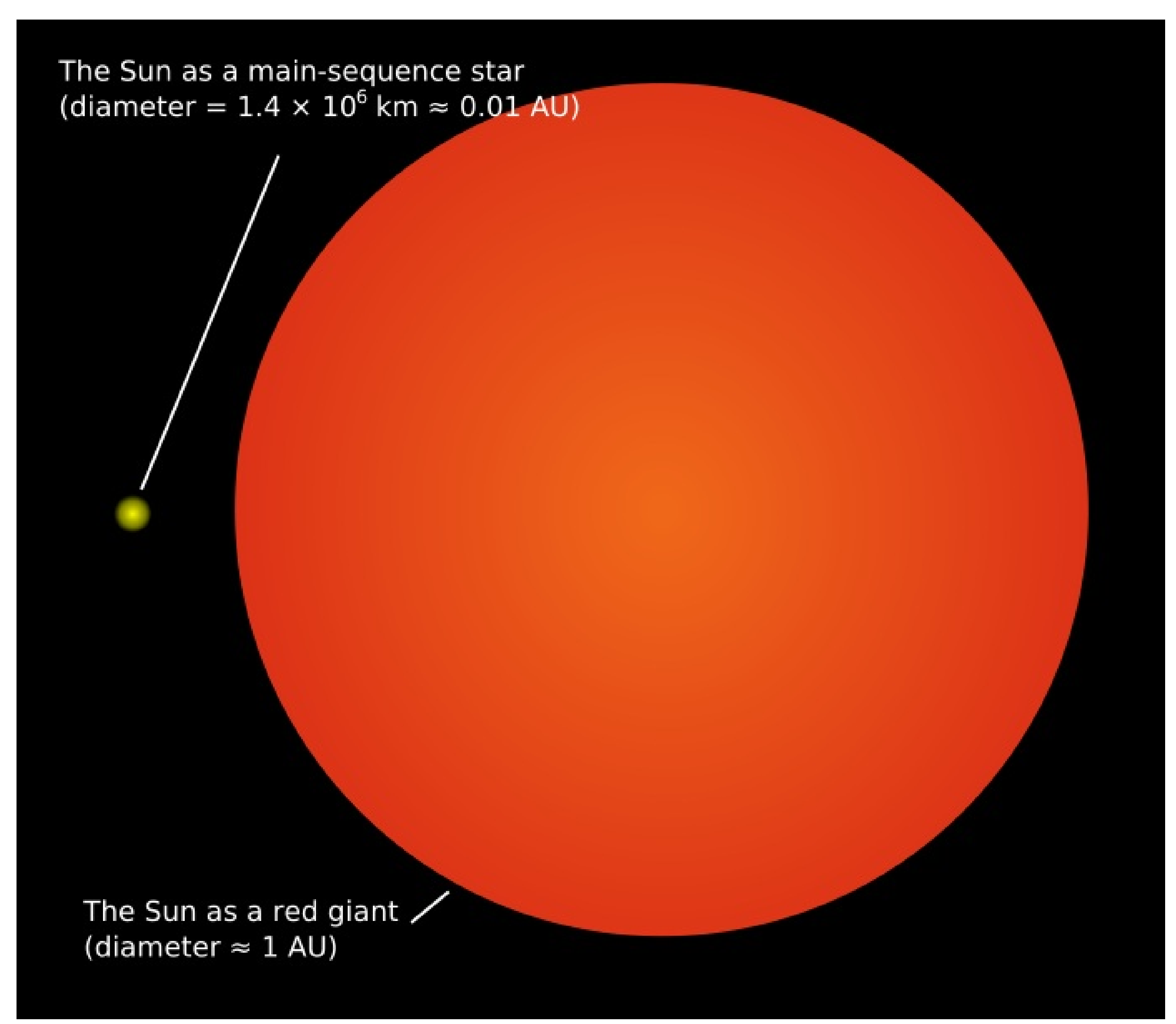
Según la estrella se va comprimiendo, al ser de un tamaño suficientemente grande, llega un momento en el que el hidrógeno que se encuentra justo rodeando el núcleo de helio se calienta tanto que se produce un renacimiento: ¡*empieza la fusión del hidrógeno otra vez*! Pero ya no es la misma fusión que durante la larga estancia

de la estrella en la secuencia principal —ahora no se trata del núcleo, sino de una capa externa que rodea al núcleo. Para empezar, esta compresión ha calentado el hidrógeno a temperaturas mayores que las que tenía el del núcleo y, además, el volumen total que se está fusionando es mayor que el que había en el pequeño núcleo (recuerda que el volumen de una esfera es proporcional al cubo del radio, de modo que esta capa tiene un volumen muy grande comparado con el del núcleo primitivo).

¿El resultado? La estrella, con su renovada energía debido a esta fusión más externa, se calienta muchísimo, a la vez que consume hidrógeno a un ritmo mucho mayor que en su juventud, y el proceso se invierte: lejos de seguir comprimiéndose, *ahora la estrella se expande muy rápidamente*, aumentando muchas veces de tamaño y haciéndose una verdadera gigante. Sin embargo, esta rapidísima expansión produce un efecto contrario, pues la estrella se enfría según se expande, hasta que la temperatura de su superficie disminuye para ser de sólo unos pocos miles de grados.

Fíjate en que, repetidas veces, hemos descrito procesos muy similares: cuando una estrella se comprime, se calienta, mientras que cuando se expande, se enfría. Sin embargo, a veces (como aquí) es posible que el calentamiento debido a la compresión «encienda» procesos nuevos que proporcionen un calentamiento adicional a la estrella, expandiéndola de nuevo.

Lo que tenemos entonces es justo eso: una *gigante roja*, una estrella de enorme tamaño, pero bastante fría en su superficie, que suele brillar con una luz rojiza o anaranjada. No olvides dos cosas que la gente suele confundir: en primer lugar, una gigante roja puede no estar muy caliente en su superficie, **pero brilla con gran potencia**, puesto que su superficie total es gigantesca comparada con la estrella original (la superficie es proporcional al radio al cuadrado). Por otro lado, aunque se llaman «gigantes» por su tamaño, **estas estrellas no tienen más masa de la que tenían antes de convertirse en gigantes** —de hecho, tienen menos, porque la fusión consume parte de la masa de la estrella. Lo que tienen es un gran volumen y una densidad bastante baja.



Tamaño del Sol cuando se convierta en gigante roja, comparado con el actual.

Cuando nuestro Sol, dentro de unos cuantos miles de millones de años, haya consumido el hidrógeno del núcleo y se convierta en una gigante roja, se expandirá tanto que su superficie habrá englobado las órbitas de todos los planetas interiores del Sistema Solar, incluida la Tierra. A veces la gente dice que entonces estaremos dentro del Sol, pero eso es falso. Las buenas noticias son que para entonces el Sol habrá perdido bastante masa y *los planetas se habrán ido alejando de la estrella*, de modo que la Tierra no estará dentro del Sol. Las malas noticias: estaremos tan cerca de la superficie solar que la vida será imposible en nuestro planeta debido a la elevada temperatura. Claro que podría ser peor: las rocas de Venus se volverán líquidas, y el pequeño Mercurio no conseguirá escapar a una órbita suficientemente alejada y será absorbido por el Sol.

En cualquier caso, cinco mil millones de años son un tiempo tan enorme que, a nuestra escala, no tiene mucha importancia. Muchísimo antes de ese momento nos habremos expandido por la Galaxia, nos habremos destruido como especie o habrá

ocurrido algo más raro aún, como una singularidad tecnológica. A esas alturas, el destino final de nuestra estrella (si aún estamos en el Universo) debería interesarnos sólo como curiosidad histórica. Pero estoy yendo por derroteros que se alejan del objetivo de este artículo.

La cosa no acaba ahí con las gigantes rojas de masa similar a la del Sol: según la capa de hidrógeno que rodea el núcleo se va convirtiendo en helio, la zona central de la estrella se comprime y calienta, ya que el helio es mas denso que el hidrógeno, hasta que llega un momento en el que se alcanza una temperatura suficientemente alta (al menos cien millones de kelvins) como para que **el propio helio empiece a fusionarse**. Lo que sucede entonces puede parecer contradictorio: el núcleo se expande, pues se ha calentado mucho, pero la estrella es de un volumen tan enorme que las capas exteriores casi no sufren cambio. De hecho, al no haber ya un núcleo de helio muy denso, la fusión masiva del hidrógeno alrededor de él disminuye, de modo que, paradójicamente, la cantidad de energía producida por la estrella en su conjunto disminuye.

Como consecuencia, la estrella se contrae otra vez y se va calentando según se comprime. ¿Estás ya mareado con tanta expansión y contracción? Es como si la estrella volviera a su juventud, aunque las cosas ya no pueden ser como antes. Lo que sigue entonces es una especie de espiral hacia el fin de la estrella: al contraerse y calentarse, el helio del núcleo y el hidrógeno que lo rodea vuelven a fusionarse a mayor velocidad, disparando otra expansión. Pero cada vez hay menos hidrógeno y menos helio (el núcleo va siendo ya, en su mayor parte, de carbono y oxígeno), y cada vez los cambios son más violentos. Gran parte de la culpa la tiene el hecho de que el proceso principal de fusión del helio en esta etapa, el *proceso triple alfa*, es de una enorme sensibilidad a la temperatura.

Ya hablamos del principal proceso de fusión del hidrógeno en las estrellas jóvenes, la cadena protón-protón. Aquella reacción era sensible a la temperatura, pero esta lo es muchísimo más. En el núcleo de helio de estas estrellas «maduritas», cuando la presión y la temperatura son las necesarias, los núcleos de helio (partículas alfa) se unen para formar berilio:

4He + 4He —> 8Be

A pesar de que este berilio formado es muy inestable (se desintegra de nuevo en helio en unos 10^{-16} segundos), cuando se está produciendo al ritmo suficiente a algunos núcleos de berilio les da tiempo para volver a unirse a otra partícula alfa y producir carbono:

8Be + 4He —> 12C

Y es en esta segunda reacción de fusión donde se produce la mayor parte de la energía del *proceso triple alfa*. Por cierto, puedes ver el porqué del nombre: en total, el berilio se produce y consume muy rápidamente, de modo que la reacción neta es la

de tres partículas alfa que se unen para formar un núcleo de carbono.

Por cierto, como reacción «lateral» del proceso triple alfa, estas estrellas también producen algo de oxígeno cuando el carbono formado vuelve a unirse a otro núcleo de helio:

12C + 4He —> 16O

La cuestión es que este *proceso triple alfa* se produce más rápido cuanto mayor es la temperatura, pero no aumenta de velocidad linealmente con la temperatura, sino con T30. Sí, sí: *con la temperatura elevada a una potencia de 30.* De ahí que si cualquier condición varía levemente en el núcleo de helio y la temperatura aumenta, aunque no sea mucho, el proceso puede acelerarse de manera brusca, produciendo energía más rápidamente, que aumenta la temperatura, etc.

Por eso, a veces, las estrellas que están fusionando helio en el núcleo empiezan, de repente, a consumirlo a una enorme velocidad, y en minutos pueden perder cantidades ingentes de helio y producir una intensa emisión de energía, lo que se denomina un *flash de helio*. En general, como puedes comprender, las cosas son muy bruscas: hay expansiones y contracciones repentinas y terribles.

De hecho, para una estrella de una masa similar a la del Sol, estas expansiones y contracciones se hacen tan violentas que son verdaderas convulsiones, en cada una de las cuales la estrella pierde parte de su materia, como una cebolla que se sacude y va perdiendo capas y más capas. Al final, prácticamente toda la masa de la estrella se ha ido perdiendo en el espacio, rodeando lo que un día fue la joven estrella de la secuencia principal en forma de *nebulosa planetaria,* un nombre desafortunado, porque no tiene nada que ver con los planetas). En el centro de esa enorme nube de materia está el pequeño núcleo de la estrella, en el que la fusión ya se ha detenido y que se mantiene sin colapsarse gracias únicamente a la presión de electrones degenerados: una enana blanca.



Nebulosa de la hélice.

Pero, como has visto, el proceso por el que nuestro Sol se convertirá en una enana blanca es mucho más convulso e interesante que el de las estrellas más pequeñas que estudiamos en el artículo anterior y que no pasan por la etapa de gigantes rojas. Dentro de unos cuantos miles de millones de años, una nebulosa planetaria en expansión rodeará la pequeña enana blanca que un día fue nuestra estrella.

Sin embargo, el Sol no es una estrella demasiado grande. Incluso en su fase de gigante roja será una estrella de lo más normalito. Otras estrellas más grandes se expanden hasta tamaños difíciles de imaginar para nosotros. Son las *supergigantes rojas*, como Betelgeuse, la de la foto del principio del artículo, estrellas cuyo radio puede alcanzar más de 1500 veces el del Sol (¡más de 7 veces la distancia Tierra-

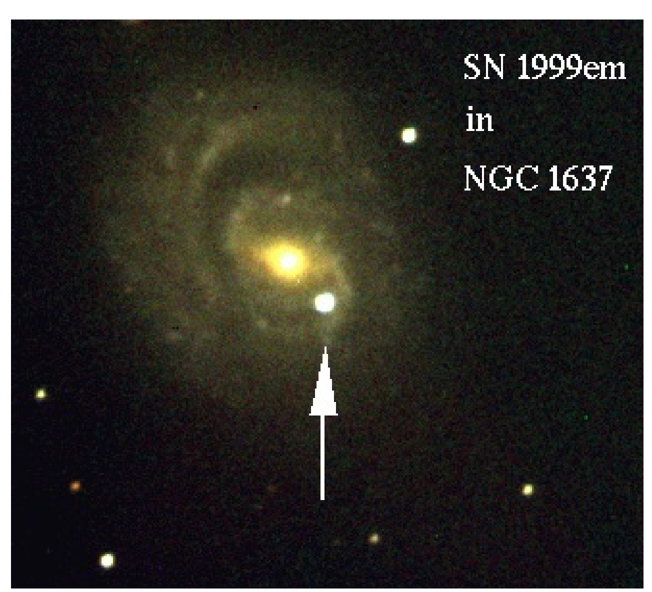
Sol!). Por otro lado, esas estrellas tienen un volumen tan desproporcionado que, en su mayor parte, son de una densidad minúscula, menor incluso que la del aire, pero la masa total sigue siendo enorme.

Claro, esas estrellas tan enormes consumen el helio y el hidrógeno a velocidades tremendas, y no duran mucho tiempo como gigantes rojas. Además, a las estrellas de gran masa les suceden otras cosas interesantes y violentas, pero de eso hablaremos en la siguiente entrega de la serie, en la que estudiaremos precisamente qué le pasa a las estrellas tan grandes que no pueden formar una enana blanca, porque la presión de electrones degenerados no es suficiente para compensar la enorme presión gravitatoria de su masa. Estudiaremos las *supernovas de tipo II*.

VIII - Supernovas de tipo II

En los últimos capítulos de la serie *La vida privada de las estrellas* hemos hablado acerca de los diversos caminos hacia el fin de una estrella. Como recordarás, las estrellas de tamaño moderado acaban convirtiéndose, sin más aspavientos, en enanas blancas, mientras que otras más grandes sufren convulsiones violentas que acaban llevándolas al mismo destino, tras pasar por una etapa como gigantes rojas.

Pero ¿qué les sucede a estrellas tan grandes que no pueden formar una enana blanca? Recordarás de ese artículo que esto sólo era posible si la masa era menor que el *límite de Chandrasekhar* (unas 1,4 veces la masa del Sol), de modo que la presión de los electrones degenerados pudiera «sostener» la masa de la estrella contra la presión gravitatoria. Sin embargo, hay veces en las que este límite se supera, y las consecuencias son catastróficas pero fascinantes. De esas consecuencias vamos a hablar precisamente en este artículo, dedicado a las **supernovas de tipo II**.



Más brillante que una galaxia: SN 1999em, una supernova de tipo II.

Como recordarás, pues hemos repetido este concepto hasta la saciedad durante la serie, cuando una estrella acaba de consumir su hidrógeno en el núcleo, de modo que tiene un núcleo de helio rodeado de una corteza de hidrógeno, se contrae y se calienta. Si es suficientemente grande, se calienta lo bastante como para «encender» la fusión del helio, lo cual alarga su vida durante cierto tiempo. Después se contrae de nuevo y se calienta… y si es suficientemente grande, se calentará tanto que se activará la fusión del carbono. Una vez más, la estrella aplaza su final «quemando» un elemento más pesado.

El problema es que esto no puede durar. Fijémonos, por ejemplo, en una estrella

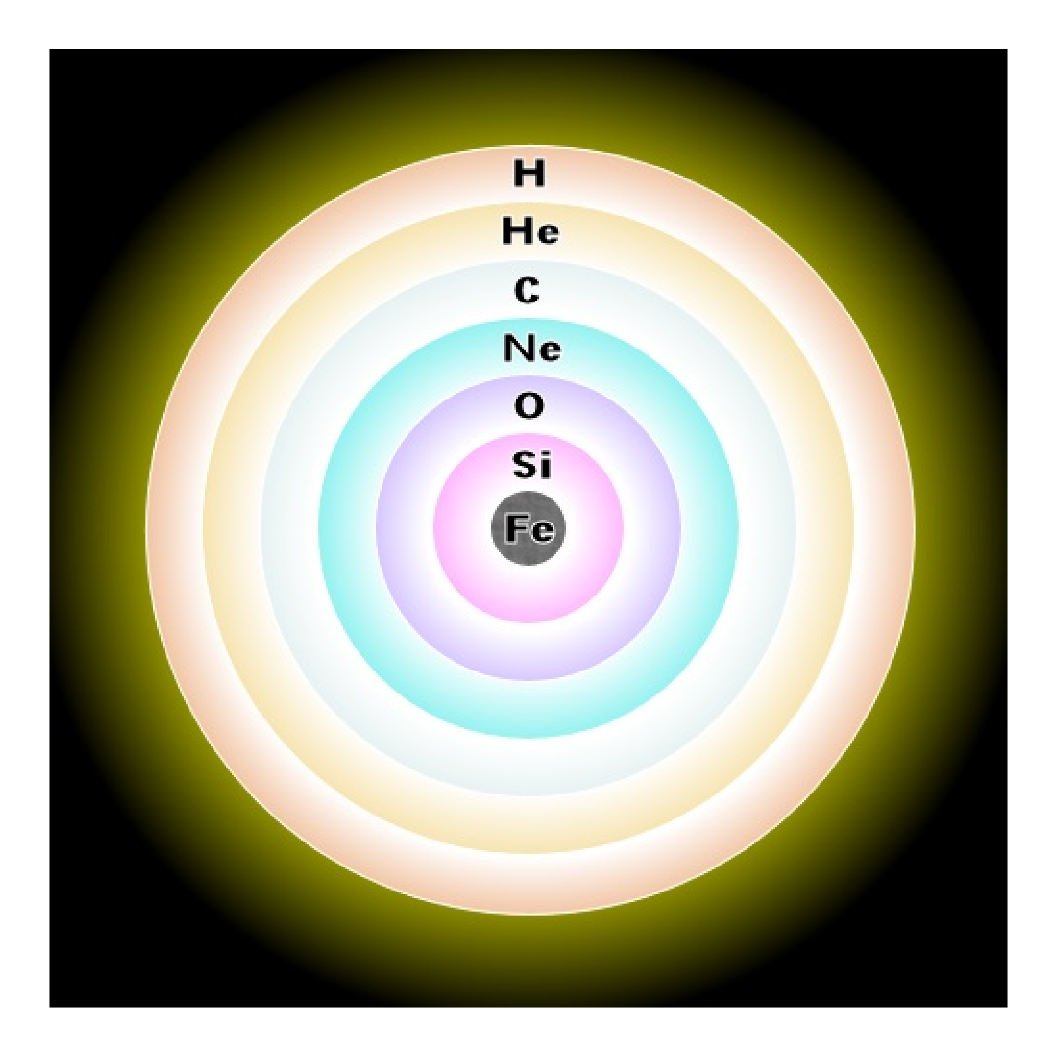
con una masa muy grande, de unos 25 Soles. Al ser tan grande, la fusión del hidrógeno se produce a una velocidad enorme, pues es una estrella muy caliente, unos 70 millones de grados centígrados. En unos diez millones de años, el hidrógeno del núcleo se ha consumido. A continuación la estrella consume helio y está aún más caliente, a unos 200 millones de grados. La cuestión es que la fusión del helio no proporciona la misma cantidad de energía que la del hidrógeno, y la estrella lo consume a un ritmo aún mayor para impedir su propio colapso: en sólo un millón de años ha consumido el helio del núcleo.

¡Pero la cosa no hace más que empeorar a partir de ahí! Esta estrella es tan grande que no tiene absolutamente ningún problema para seguir fusionando lo que se le ponga por delante: al contrario que nuestro Sol, esta enorme estrella puede comprimirse (y por lo tanto calentarse) muchísimo, tanto que puede «encender» la fusión del carbono sin problemas cuando alcanza los 800 millones de grados. Pero ¡ah!, la fusión del carbono es aún menos eficaz que la del helio.

La estrella consume el carbono del núcleo en tan sólo mil años. Entonces vuelve a comprimirse y calentarse hasta la escalofriante temperatura de 1.600 millones de grados centígrados, lo suficiente para empezar a fusionar neón. Pero esto ya no es ni remotamente eficaz: en sólo tres años la estrella ha acabado con el neón y vuelve a comprimirse y calentarse. La temperatura es ya tan enorme (1.800 millones de grados) que la estrella recorre el siguiente paso (la fusión del oxígeno) *en sólo cuatro meses*.

Llegamos ya al final: la estrella alcanza los 2.500 millones de grados y fusiona el silicio, que produce un isótopo inestable del níquel (níquel-56), el cual se desintegra rápidamente y forma hierro. En sólo *una semana*, la estrella ha consumido el silicio del núcleo y tiene un núcleo de hierro. Podrías pensar que la estrella vuelve a comprimirse y calentarse hasta que se empieza a fusionar el hierro… *pero esto es imposible*.

La cuestión es que el hierro es especial: es el elemento químico con la mayor energía de enlace por nucleón de todos. Esto puede sonar muy técnico, pero simplemente quiere decir que la fusión del hierro no *libera* energía, sino que la *absorbe*. **El hierro es el final del camino**: no hay nada más que la estrella pueda hacer para producir energía en el núcleo. En sus últimas horas como tal, la estrella es una especie de «cebolla» con capas formadas por todos los elementos que ha ido produciendo en sucesivas etapas de fusión, de los más ligeros (en la superficie) a los más pesados (en el núcleo):



El problema entonces es que, según el hierro se va acumulando en el centro de la estrella, alcanza un punto clave: el momento en el que su masa alcanza el *límite de Chandrasekhar*. Cuando esa «bola de hierro» pasa del límite, no es capaz de mantener su estructura por la presión de degeneración de los electrones, y se produce una **supernova de tipo II**: una supernova debida al colapso del núcleo de una estrella masiva.

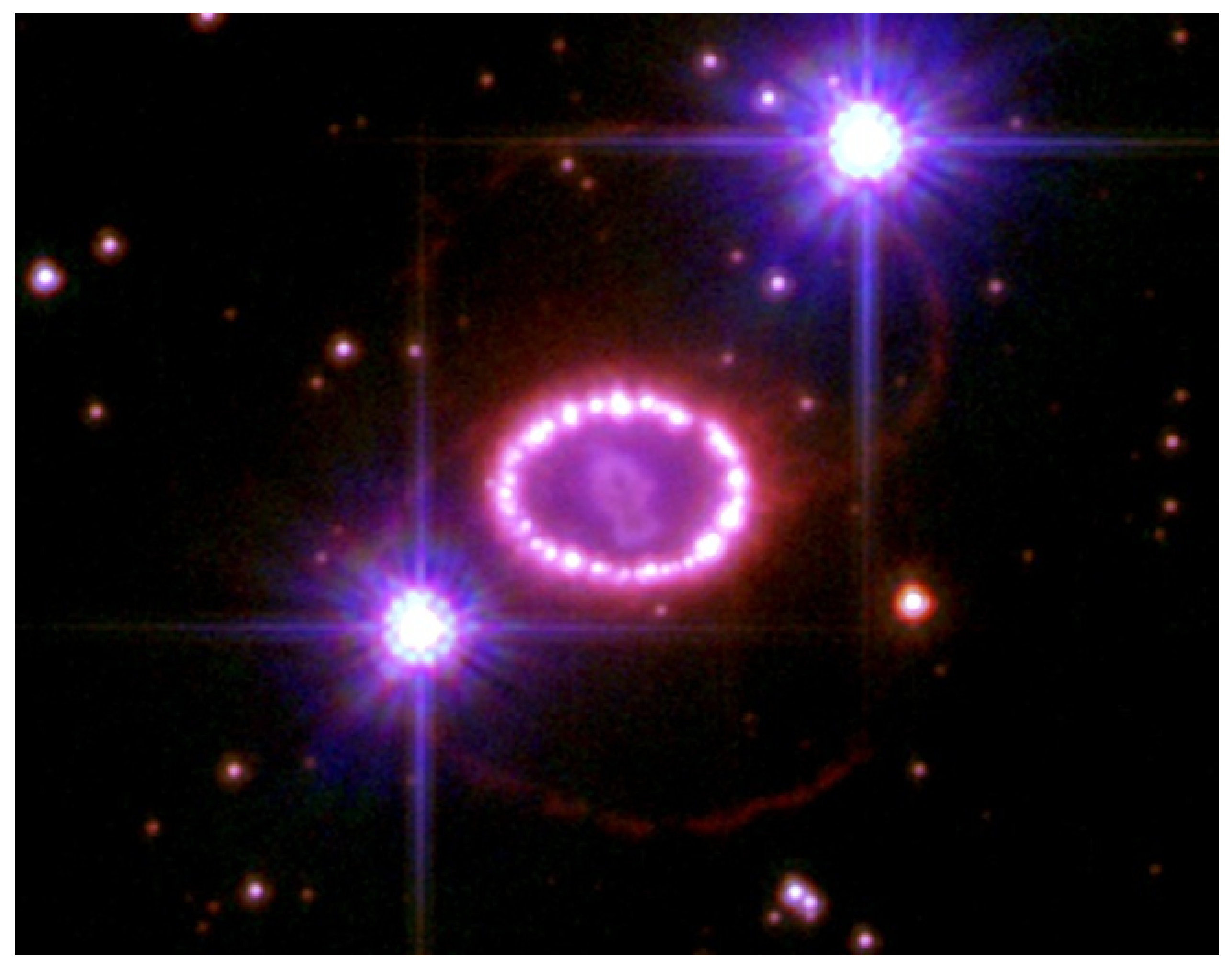
La cosa se vuelve en este momento muy, muy violenta: el núcleo se colapsa a enormes velocidades (de hasta un 23% de la velocidad de la luz). La temperatura alcanza los 100.000 millones de grados (*¡cien mil veces la del núcleo del Sol*!), y el núcleo emite gigantescas cantidades de rayos gamma. Pero claro, desde fuera de la estrella es imposible saber qué está pasando: la densidad es tan enorme que la radiación emitida es absorbida sin siquiera escapar del núcleo de hierro. Los núcleos de hierro absorben tal cantidad de energía que muchos se desintegran en núcleos de helio y neutrones libres, y la cantidad de radiación es suficiente para que se produzca la desintegración beta (de un neutrón en un protón y un electrón) *pero al revés*: los protones se unen a electrones y forman neutrones libres y cantidades ingentes de neutrinos.

En este momento es posible ya saber desde fuera lo que está pasando dentro de la estrella: los neutrinos son capaces de atravesar la estrella sin que muchos de ellos

sean absorbidos, de modo que una gran cantidad de ellos escapan de la estrella. Estas emisiones de neutrinos han sido una prueba experimental muy sólida de nuestros modelos de este tipo de supernovas, ya que se han observado con diversos detectores, como el Super-Kamiokande japonés. La liberación de energía en forma de neutrinos es enorme. De hecho, es tan grande que apostaría a que es una de las cantidades más grandes que has visto nunca en física: unos 10.000.000.000.000.000.000.000.000.000.000.000.000.000.000.000 Julios. Sí, has leído bien: 10^{46} Julios. Y esta energía se libera en un intervalo de unos diez segundos. ¿No es apabullante?

Lo que ocurre entonces es diferente para el núcleo y el resto de la estrella: la parte externa, al recibir esa enorme cantidad de energía (sólo una pequeña fracción de los neutrinos son absorbidos, pero la cantidad es tan enorme que un número neto muy grande es absorbido por el resto de la estrella), explota. El proceso por el que esto sucede aún no se entiende muy bien, pero el «latigazo» de energía genera una onda de choque de una intensidad brutal, y la estrella «revienta». Todo excepto el núcleo se desprende al espacio, liberando enormes cantidades de radiación y la masa de varios Soles al espacio. La intensidad de esta explosión es tan grande que **una supernova puede brillar más que la galaxia entera de la que forma parte la estrella**.

Por cierto, parte de esta materia desprendida está formada por átomos más pesados que el hierro: puede que te hayas estado preguntando, *«si el hierro es el "final del camino", ¿de dónde viene, por ejemplo, el uranio que existe en la Tierra*?» La cuestión es que no es imposible producir átomos más pesados que el hierro: es imposible *producir energía* haciéndolo. Pero durante la supernova se libera tal cantidad de energía que muchos átomos se fusionan para formar otros más pesados que el hierro como, por ejemplo, el uranio. Una cantidad apreciable de los elementos pesados de la tabla periódica se han formado en los breves momentos que dura una supernova de tipo II.



SN 1987a, en el centro de la imagen (las otras dos son estrellas normales). Observa los anillos de materia desprendidos durante los años anteriores a la explosión de la supernova, que ahora brillan debido a la onda de choque de la explosión.

Pero, a todo esto, ¿qué le sucede al núcleo de ex-hierro? Ahora ya no hay hierro, sino una especie de «sopa» de neutrones con unos cuantos protones y electrones que no se han unido. Lo que le ocurre depende de la masa de la estrella inicial: si tenía menos de 20 masas solares, el núcleo restante al final suele tener una masa de entre 1,4 y 2,1 veces la masa del Sol, y se forma una *estrella de neutrones*. Si la estrella original tenía entre 20 y unas 40-50 veces la masa del Sol, el núcleo restante es tan grande que no es posible ni siquiera que forme una estrella de neutrones, y se convierte en un *agujero negro*. Lo curioso es que la mayor parte de los modelos sugieren que una estrella lo suficientemente grande (más de 50 masas solares) ni siquiera produce una supernova. Se colapsa a tal ritmo que produce directamente un agujero negro. Curioso, ¿verdad?

De modo que en el próximo capítulo de la serie estudiaremos precisamente el «cadáver estelar» correspondiente a estas estrellas masivas, pero no lo suficiente para formar un agujero negro: las *estrellas de neutrones*, formadas a partir del núcleo que queda tras una supernova de tipo II.

IX - Estrellas de neutrones

En los últimos capítulos de *La vida privada de las estrellas* hemos empezado a recorrer los diferentes caminos por los que una estrella se aproxima a su final, como su expansión como gigante roja o su conversión en supernova. Estamos acercándonos ya al final de la serie, y hoy hablaremos acerca del segundo «cadáver estelar» después de las enanas blancas.

Como espero que recuerdes de aquel artículo, una enana blanca no tiene forma alguna de producir energía mediante la fusión: lo único que evita que se colapse completamente debido a la presión gravitatoria es la *presión de electrones degenerados*, pero esto tiene un límite, el *límite de Chandrasekhar*, de unas 1,4 veces la masa del Sol. Si se sobrepasa ese límite, la gravedad es tan tremenda que supera la presión de electrones degenerados y la estrella sigue comprimiéndose más y más. Sin embargo, el colapso total en forma de agujero negro no es inevitable: si la masa es menor que unas 2,1 veces la masa de nuestro Sol, llega un momento en el que la compresión se detiene de nuevo —luego veremos por qué. Lo que se tiene entonces es un objeto astronómico fascinante, extraño y en gran medida desconocido: **una estrella de neutrones**.

Las estrellas de neutrones se producen siempre como el resultado de una supernova, aunque no todas las supernovas producen una estrella de neutrones. Me explico: como recordarás del artículo acerca de las supernovas de tipo II, una gran parte de la masa de la estrella se desprende como las capas de una cebolla, dejando sólo el núcleo desnudo donde se encontraba la estrella original. Lo que sucede entonces depende, por supuesto, de cómo de grande es lo que queda: si tiene menos de 1,4 masas solares, se convierte en una enana blanca y brilla cada vez más tenuemente durante eones, como describimos en el artículo correspondiente.

Sin embargo, hay veces —cuando la estrella original era muy grande— en las que lo que queda tiene entre 1,4 y 2,1 masas solares. Claro, no puede ser una enana blanca porque pesa demasiado, y la presión de electrones degenerados no es capaz de contrarrestar la presión gravitatoria. Lo que queda de la estrella se comprime más, y más, y más: en el centro, la presión es tan brutal que «tritura» los átomos. Los electrones caen al núcleo y se combinan con los protones mediante la desintegración beta inversa, en la que se producen neutrones y se liberan neutrinos al espacio:

$p+ + e- \longrightarrow n + \nu e$

Lo que queda entonces, claro, son los neutrones de los núcleos y los neutrones producidos mediante esta unión de electrones y protones… es decir, neutrones y más neutrones, de ahí el nombre de este tipo de estrellas. Sin embargo, el nombre es algo

engañoso: esto que acabo de describir sucede, de acuerdo con nuestros modelos, en las profundidades de la estrella —su superficie y las capas poco profundas tienen electrones y protones, como cualquier estrella «normal». Hay una finísima atmósfera gaseosa, bajo la que pensamos que existe una corteza sólida en la que aún hay núcleos atómicos y electrones. Por debajo hay fundamentalmente una especie de «sopa de neutrones»:



Francamente, no sabemos muy bien en qué consiste esta especie de «sopa de neutrones», pero sí por qué la estrella deja de comprimirse cuando los neutrones se acercan mucho unos a otros: lo que sucede es casi lo mismo que sucedía con los electrones en las enanas blancas. Al acercarse mucho unos a otros, la posición de los neutrones está muy definida; pero el principio de incertidumbre de Heisenberg indica que, entonces, su velocidad tiene una enorme indeterminación. Dicho en otras palabras, al saber muy bien dónde están los neutrones, estos pueden tener casi cualquier velocidad que podamos imaginar, en un rango muy grande: por lo tanto, chocan entre ellos violentamente y detienen la compresión de la estrella.

Sin embargo, para que esto ocurra los neutrones tienen que estar muy cerca unos de otros. Es muy difícil para nosotros imaginar realmente la densidad tan gigantesca

que es necesaria. Para que te hagas una idea, una estrella de neutrones tiene la masa de unos dos Soles. Sin embargo, *su radio es de unos 10-20 kilómetros* (el del Sol es de unos 700.000 km). ¡La masa de dos Soles con el tamaño de una ciudad! Los neutrones están tan cerca que prácticamente se tocan: **una pequeña canica de 1 cm de radio con esta densidad pesaría cuatro mil millones de toneladas**. Al igual que sucedía con las enanas blancas, cuanto más masiva es la estrella de neutrones más tiene que comprimirse para compensar la presión gravitatoria, de modo que aunque parezca raro, cuanto más pesa, más pequeña es. La materia está tan comprimida en las capas profundas que su densidad es prácticamente la del núcleo atómico.

Ahí radica, por supuesto, gran parte de nuestro desconocimiento acerca de este tipo de estrellas —lo que hay dentro está tan lejos de cualquier cosa que podamos experimentar que sólo tenemos modelos teóricos para explicarlo. De hecho, puede haber cosas aún más raras que esta «sopa de neutrones apretados» dentro de una estrella de neutrones: podría haber aún algunos electrones y protones mezclados con los neutrones, partículas inestables que en otras condiciones desaparecerían en fracciones de segundo, como piones y kaones, o tal vez los propios neutrones pierdan su estructura y se tengan quarks libres. Algunos modelos incluso predicen la existencia de *estrellas extrañas*, compuestas únicamente de *quarks strange y antistrange*. Sin embargo, las observaciones realizadas hasta ahora no nos permiten descartar ni confirmar ninguna de estas hipótesis.

Una estrella de neutrones es tan enormemente densa que la gravedad en su superficie también es difícil de imaginar: es unos tres billones de veces más intensa que sobre la superficie de la Tierra. Prácticamente nada puede escapar de ellas: la velocidad de escape en su superficie puede llegar a ser, en las más masivas, de hasta 240.000 km/s. *¡El 80% de la velocidad de la luz*! Si no lo has leído aún, te recomiendo que eches un ojo al artículo sobre el pozo intuitivo para que te hagas una idea de lo tremendo de esa cifra.

Pero la gigantesca densidad de estos cadáveres estelares no es lo único exagerado, ni lo único que —al menos a mí— resulta difícil de asimilar. Su velocidad de rotación es también escalofriante. Piensa en un patinador sobre hielo, girando sobre sí mismo con los brazos extendidos: según los acerca a su cuerpo, gira más deprisa por el *principio de conservación del momento angular*. De hecho, suelen utilizar esa técnica (acercar mucho los brazos y las piernas al eje de giro) para dar vueltas muy, muy rápido.

Bien, ahora imagina lo que sucedería si el Sol, que da una vuelta sobre su eje más o menos cada mes, se comprimiera hasta tener 10 km de radio. Es como si un patinador con una envergadura de dos metros se comprimiera hasta *veinte micras de diámetro*. La velocidad de giro aumenta hasta valores casi inimaginables: **la estrella de neutrones puede dar vueltas hasta varios cientos de veces por segundo**. Un

punto de su superficie puede estar moviéndose alrededor del centro a velocidades de hasta 70.000 km/s. De hecho, las estrellas de neutrones que giran muy rápidamente se achatan en los polos, a pesar de su enorme gravedad, debido a esta velocidad de vértigo.

Sin embargo, puede que te estés preguntando cómo diablos sabemos que estas estrellas existen. Desde luego, casi en el momento en el que se descubrió el neutrón (en 1932) ya se postuló la existencia de objetos estelares de este tipo, pero hay un problema: su tamaño. Una estrella de neutrones no sufre la fusión, sólo brilla por la temperatura de su superficie, y es tan minúscula que la potencia total emitida es muy, muy pequeña. Imagina un objeto de 10 km de radio a varios años-luz de nosotros: sería prácticamente imposible verlo… si no fuera por dos razones afortunadas.

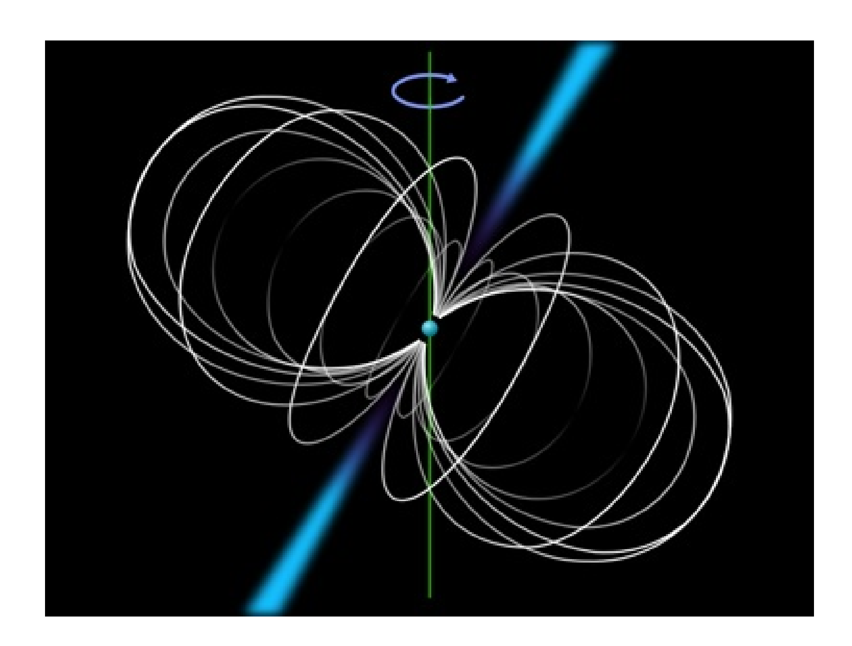
La primera es el efecto combinado de la enorme densidad de estas estrellas con su intensísimo campo magnético: piensa en los protones y electrones de la superficie girando alrededor del centro a velocidades tremendas y el campo magnético que pueden generar mediante su movimiento. Cuando se acercan a la estrella partículas desde el exterior (por ejemplo moléculas de gas o polvo interestelar), aceleran a velocidades extremas: ¡están cayendo a un objeto con una gravedad increíble! Además, realizan espirales cerradísimas hacia los polos magnéticos de la estrella. Desde luego, cuando impactan contra la superficie de la estrella cualquier posible estructura que tuvieran (por ejemplo, molecular) se destruye y se descomponen en protones, neutrones y electrones. Pero lo importante para nosotros es que los polos magnéticos son lugares muy violentos en una estrella de neutrones: *emiten chorros de radiación que puede ser de radioondas pero también «dura»* (rayos X y rayos gamma), como si fueran cañones de radiación electromagnética muy intensa y muy dirigida.

La segunda razón es que, por razones que no entendemos bien, *los polos magnéticos de muchas estrellas de neutrones no coinciden con el eje de giro*. El resultado es que los «cañones de radiación» de los polos magnéticos no apuntan siempre en la misma dirección, sino que giran con la estrella a velocidades tremendas —como he dicho antes, hasta cientos de veces por segundo.

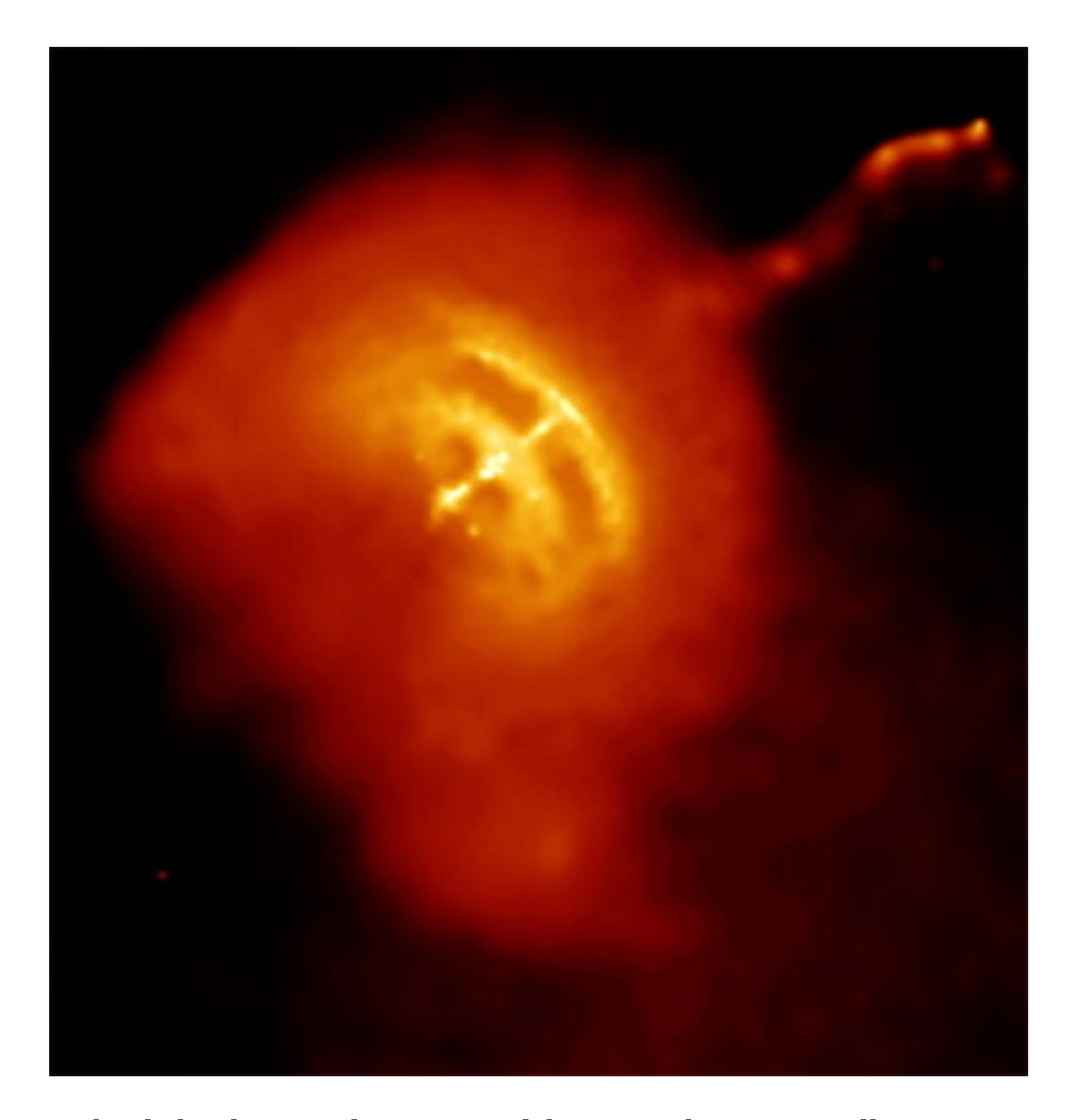
Es posible entonces que, mirando hacia un punto determinado del firmamento, recibamos un «chorro» de rayos X… *pero sólo durante un instante*. El chorro aparece cuando el polo magnético de la estrella mira hacia la Tierra, pero deja de apuntarnos en una milésima de segundo según la estrella gira, para aparecer de nuevo cuando el mismo polo vuelve a apuntar hacia la Tierra. Lo que percibimos entonces desde ese punto del cielo son pulsos de radiación con un período muy exacto, repetidos una y otra y otra vez (lo que se conoce como *«efecto faro»*) cada vez que el chorro «nos mira». Por eso este tipo de estrellas de neutrones «pulsantes» se denominan **púlsares**, y en este caso (si tenemos suerte y la estrella está orientada de manera adecuada) sí

podemos detectarlas y analizar su velocidad de giro.

Aquí puedes ver un diagrama esquemático de un púlsar, con las líneas de campo magnético en blanco, el eje de giro en verde y los dos «chorros de radiación» de los polos en azul:



El telescopio de rayos X *Chandra* ha obtenido imágenes espectaculares de algunos púlsares, como esta del púlsar de Vela, en la que puedes ver los dos chorros de radiación (uno más brillante dirigido hacia la izquierda y abajo, y otro más largo y menos brillante hacia arriba y la derecha):



Como he dicho, la naturaleza exacta del interior de estas estrellas nos es, en gran medida, desconocida. Lo mismo sucede con el por qué y el cómo se producen los chorros de radiación en los polos. En palabras de Werner Becker, del *Max-Planck-Institut für extraterrestrische Physik*.

> La teoría de cómo los púlsares emiten radiación está aún en su infancia, incluso después de cuarenta años de trabajo.

Todavía siguen descubriéndose nuevos púlsares, y cada pieza de información que logramos obtener de ellos nos acerca más a entenderlos. El más rápido de todos los que se han visto, *PSR_J1748-2446ad*, fue descubierto en 2004 y gira 716 veces cada segundo. Se encuentra a unos 28.000 años-luz de nosotros.

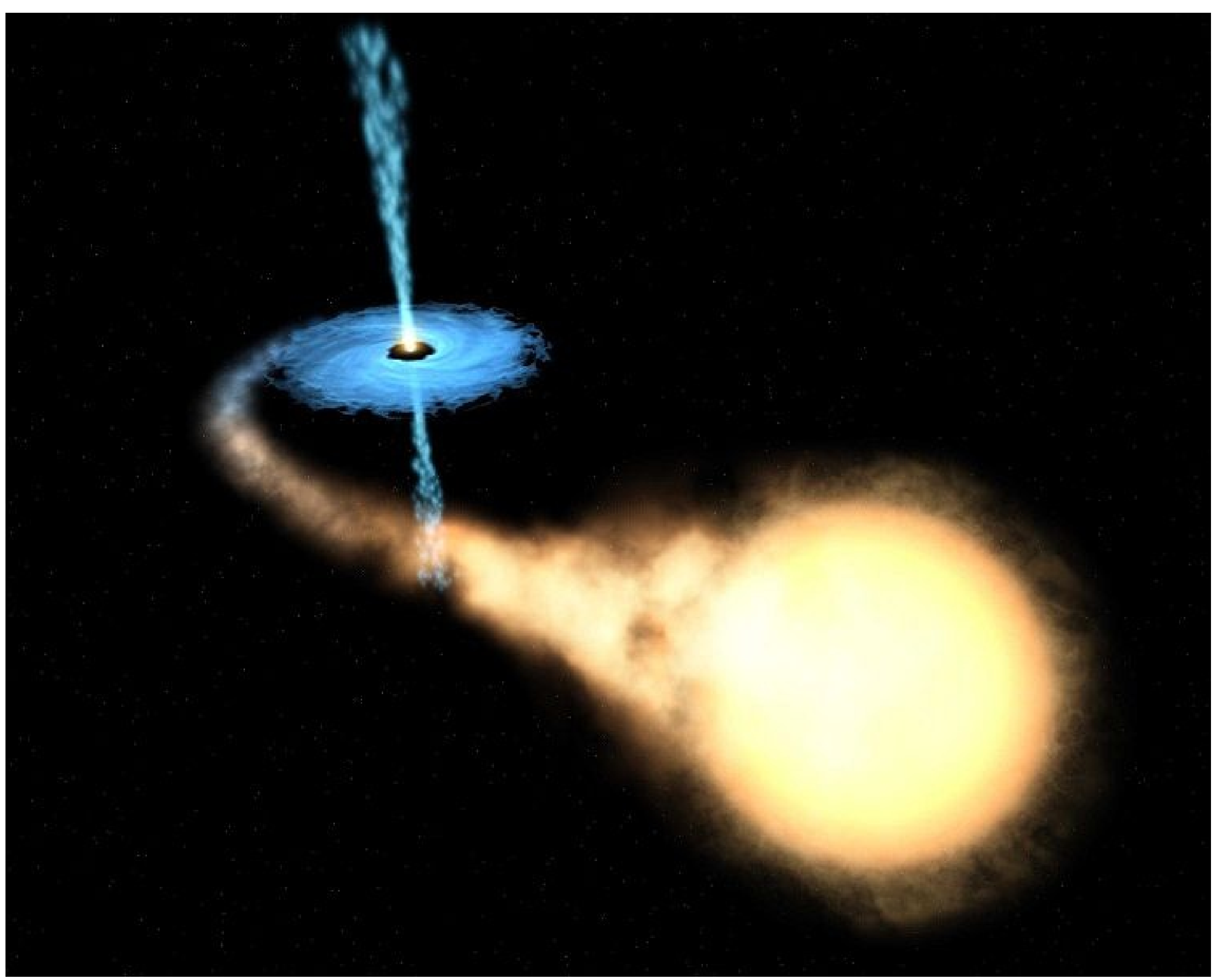
Ni siquiera estamos seguros del límite de masa de una estrella de neutrones: la cifra que he dado de 2,1 veces la masa del Sol es una hipótesis, pero hay otras. Sí estamos bastante seguros de que el límite (denominado *límite de Tolman-*

Oppenheimer-Volkoff) está entre 2 y 3 masas solares, y que más allá la presión de degeneración de los neutrones no es suficiente para «sostener» la masa de la estrella. Lo que sucede entonces está sujeto a la especulación hasta cierto punto: es posible que se tengan, como he mencionado antes, cosas aún más raras que neutrones libres, como quarks sueltos o partículas exóticas, si la masa es sólo un poco superior al límite.

Lo que sí parece bastante claro es que por encima de 3-5 masas solares (dependiendo de las estimaciones) el colapso continúa y nada puede detenerlo. Lo que se forma entonces es uno de los objetos astronómicos más famosos y misteriosos: *un agujero negro*.

X - Los agujeros negros

En el último capítulo de *La vida privada de las estrellas* hablamos acerca de las estrellas de neutrones. Como espero que recuerdes, se trataba de la «última esperanza» de una estrella masiva que se colapsa para no continuar haciéndolo indefinidamente. La razón era la *presión de neutrones degenerados*, que actuaba como una especie de fuerza repulsiva que mantenía a los neutrones separados unos de otros (aunque con una densidad monstruosa) y sostenía la integridad de la estrella.



Agujero negro estelar con estrella compañera, disco de acrecimiento y chorros de gas.

Sin embargo, como mencionamos en aquella entrada, la presión de neutrones degenerados tiene un límite: si la masa de la estrella de neutrones es suficientemente grande (más allá del *límite de Tolman-Oppenheimer-Volkoff*), nada puede compensar la inimaginable presión gravitatoria sobre el centro, y la estrella se colapsa. No se colapsa «hasta que los neutrones se tocan», o «hasta que los neutrones se fracturan en

quarks». No hay ningún «hasta»: la estrella se «dobla» sobre sí misma como una hoja de papel que se dobla por la mitad una y otra y otra vez, *infinitas veces*. El resultado es, naturalmente, algo muy extraño: **un agujero negro**.

Un par de aclaraciones antes de continuar. La primera de todas, como es habitual: si buscas rigor y detalles matemáticos este no es el artículo adecuado. *«Una estrella que se dobla como una hoja de papel sobre sí misma»* —esa frase debería darte una idea de lo que esperar en *El Tamiz*. Así que ya sabes: disfruta de la versión sencilla, rechina los dientes mientras maldices mi nombre, o dirígete a otras fuentes más elevadas sobre el asunto.

La segunda aclaración: este artículo, al estar dentro de la serie *La vida privada de las estrellas*, habla de los agujeros negros *estelares*, es decir, resultado del colapso de una estrella. En el futuro hablaremos, indudablemente, de otros tipos de agujeros negros, como los *supermasivos* en el centro de galaxias, y también de los agujeros negros en general. La cuestión es que aquí nos centraremos en ellos como uno de los posibles finales de la evolución estelar, y no entraremos en demasiada profundidad en asuntos muy peliagudos.

Dicho todo esto, volvamos a nuestra estrella que se colapsa: su masa se va comprimiendo más y más, de modo que su volumen —que ya era pequeño como estrella de neutrones— va haciéndose más y más pequeño. De igual manera, su densidad (recuerda que es la masa dividida por el volumen que ocupa) va aumentando más y más, sin límite. El volumen se hace nulo, la densidad infinita, y todo se colapsa: el espacio, el tiempo… y nuestras teorías sobre el Universo. Lo que queda en el lugar que fue una vez el centro de la estrella es una *singularidad*. Nuestras teorías físicas actuales no pueden explicar lo que pasa en ellas.

No hace falta ser físico para entender que en un sitio en el que la densidad es infinita pasan cosas muy raras: tan raras que no podemos entenderlas con nuestro conocimiento actual. Para empezar, la atracción gravitatoria allí es también infinita. Visto desde el punto de vista de la Teoría General de la Relatividad de Einstein —seguro que has oído este ejemplo muchas veces— el Universo es una especie de sábana. Los planetas y las estrellas curvan la sábana, como una pelota sobre ella, de modo que los objetos cercanos caen hacia la depresión de la sábana creada por la pelota.

Bien, en estos términos **una singularidad es una depresión *infinita* de la sábana**. La imagen mental no es fácil, pero imagina que ves la sábana extendida, y en un punto depositas algo que la hunde inifinitamente: alrededor del punto la sábana se curva de manera exagerada, produciendo una especie de cono larguísimo, tan largo que se sale de tu imagen mental como un larguísimo «pincho» (¿cómo de largo?, infinitamente), en cuyo extremo la sábana no es continua: ¡hay un agujero de radio nulo! Ese agujero es la singularidad.

A los físicos no les gustan las singularidades: sueñan con ellas por las noches, y no son sueños agradables. A veces, un físico se despierta en medio de la noche tras una pesadilla con singularidades y sólo el reconfortante tacto suave y, sobre todo, *continuo* de las sábanas de la cama lo calma lo suficiente como para dormirse de nuevo. Es muy conocido el caso del insigne físico Elijah Sorensen **1**, cuya brillante pero breve carrera se vio truncada cuando, tras una pesadilla con singularidades, al despertar en su cama y tocar la sábana en busca de consuelo se encontró con un agujero producido por un cigarrillo. La impresión fue tan fuerte que su frágil *psique*, dañada ya al aprender cuántica y teoría de cuerdas, se quebró más allá de cualquier esperanza de curación —hasta hoy, el pobre Sorensen mueve la cabeza rítmicamente de lado a lado mientras murmura «*Schwarzschild*, *Schwarzschild*…» con labios temblorosos.

El mismo concepto de que algo así exista —un punto en el que el Universo está «roto»— es algo que resulta difícil de aceptar pero es al mismo tiempo fascinante. *¿Qué verías, si pudieras observarlo*? Desgraciada o afortunadamente, el propio Universo parece protegernos —o protegerse— contra esta posibilidad. La respuesta a la pregunta anterior es: *No puedes observarlo*. Ah, y también, por si acaso: *Si pudieras observarlo, no podrías contárselo a nadie*. Este concepto fue expresado de manera formal por Roger Penrose en 1969 y se conoce como *hipótesis de la censura cósmica*, que tiene varias versiones pero viene a decir que cualquier singularidad de las ecuaciones de Einstein se encuentra «protegida» del Universo por un horizonte de sucesos que, una vez atravesado, impide volver para contarlo. Es decir, no hay singularidades «desnudas» que podamos ver. Hay que decir que no todo el mundo está de acuerdo con esto, pero hablaremos de ello cuando dediquemos una serie detallada a los agujeros negros en general.

La clave de esta «censura cósmica» se encuentra en la *velocidad de escape*. En vez de escribir párrafos enteros sobre el asunto, te recomiendo que leas sobre el «pozo intuitivo», el artículo en el que describimos por primera vez el concepto de agujero negro en *El Tamiz* y por qué es un «agujero» y es «negro». En el resto de este artículo parto de la base de que entiendes el concepto de velocidad de escape y el pozo gravitatorio.

Si has entendido esos conceptos, estás listo para ir algo más allá. Desde luego, aunque se trate de una simplificación, ya entiendes por qué no se puede ver la singularidad «desde fuera» —para verla haría falta que la luz pudiera ir de ella a tu ojo, pero eso es imposible porque la velocidad de escape es mayor que la de la luz. Lo mismo sucede si pudieras acercarte a ella: no podrías contar a nadie lo que has visto, porque no puedes salir del «pozo», ni siquiera enviar mensajes ahí fuera.

El límite a partir del cual caes sin remisión hacia el centro del pozo y no puedes escapar —ni siquiera la luz— es, naturalmente, el punto que está suficientemente

cerca de la singularidad para que el valor de la velocidad de escape alcance 300.000 km/s. Esa distancia se denomina *radio de Schwarzschild*: de ese radio «hacia dentro» no puedes ver nada, porque la propia luz no puede escapar.

De modo que si observas un agujero negro desde fuera, lo que verías —aparte de otras cosas externas de las que hablaremos en breve— sería una esfera totalmente negra y mate. La superficie de esa esfera se denomina *horizonte de sucesos*, y es justo el conjunto de puntos que distan de la singularidad el radio de Schwarzschild. Las cosas se complican si el agujero está girando (y muy probablemente todos giran más rápido aún que las estrellas de neutrones), pero los modelos más simples suponen un agujero negro sin rotación para calcular el radio de Schwarzschild.

Este radio, contrariamente a lo que mucha gente cree, existe para cualquier objeto con masa, grande o pequeña: si se comprime el objeto de modo que ocupe menos que ese radio, el colapso gravitatorio es inevitable y se produce un agujero negro con ese tamaño. En teoría, cualquier cosa puede convertirse en un agujero negro si se comprime lo suficiente: la velocidad de escape sobre su superficie aumenta según se va comprimiendo hasta que, si se llega a comprimir hasta el radio de Schwarzschild, alcanza 300.000 km/s. La cuestión es que para objetos con masas que no sean descomunales, el radio de Schwarzschild es minúsculo. Por ejemplo, para que la Tierra se convirtiera en un agujero negro **haría falta comprimirla hasta que fuera del tamaño de una canica de 1 cm de radio y una densidad de unos $2 \cdot 10^{30}$ kg/m3**. Pero la gravedad terrestre no podría nunca jamás apretar las partículas tanto: mucho antes, la presión de degeneración de los electrones (ni siquiera haría falta que entrase en acción la de los neutrones) habría detenido el colapso.

Por eso los agujeros negros suelen ser masivos: sólo una estrella con la suficiente masa puede producir una presión gravitatoria que la comprima hasta dentro de su propio radio de Schwarzschild. Por cierto, aquí hay otra confusión común —aunque mucha gente piensa que la densidad necesaria para producir un agujero negro es gigantesca, esto no es así: hace falta una gran densidad *cuando el objeto no tiene mucha masa*. Cuanta menos densidad, más cantidad de materia hace falta para que la presión gravitatoria en el centro sea suficientemente grande. Dicho de otra manera, se puede lograr un agujero negro simplemente con agua (de densidad 1000 kg/m3), pero hace falta *mucha* agua: **unas 150 millones de veces la masa del Sol**.

Sin embargo, puesto que las estrellas no tienen 150 millones de veces la masa de nuestro Sol (los candidatos a agujero negro estelar que hemos observado tienen masas de entre 3 y 20 Soles), este tipo de agujeros negros *sí* necesitan de una enorme densidad para producirse. Pero otros tipos de agujeros negros, de los que no hablaremos hoy, pueden tener densidades medias dentro del radio de Schwarzschild más pequeñas incluso que el agua, si tienen la suficiente masa, y dicho radio sería enorme.

Los agujeros negros estelares, sin embargo, son pequeños: con una masa de 5 Soles el radio de Schwarzschild es de unos 20 km, de modo que lo que verías al mirar uno sería una esfera muchísimo más pequeña que la Tierra, del tamaño de una ciudad, y totalmente negra. Naturalmente, no es que haya una superficie de un material negro ni nada parecido —de hecho, podrías simplemente caer hacia el agujero y atravesar el radio de Schwarzschild sin ningún problema. Ahí no hay *nada*, es simplemente el conjunto de puntos más lejanos de la singularidad de los que la luz no puede escapar.

De hecho, si cayeras hacia el agujero ocurrirían muchas otras cosas extrañas en las que no vamos a entrar hoy. Como he dicho, el objetivo de esta entrada es hablar acerca de los agujeros negros estelares como objetos astronómicos, no escudriñar todos sus secretos, lo cual llevará varios artículos. Básicamente, si tu cuerpo pudiera soportar las diferencias monstruosas de atracción gravitatoria entre unos puntos y otros según te acercas, verías cómo la esfera negra retrocede ante tus ojos de modo que no llegas a alcanzarla nunca —al atravesar lo que era el horizonte de sucesos antes, estás viendo puntos desde los que la luz no puede escapar definitivamente, pero te da tiempo a verlos antes de que la luz «caiga» hacia dentro de nuevo, y la esfera negra es el conjunto de puntos desde los que la luz no puede llegarte a ti. De modo que nunca, jamás, podrías ver la singularidad— una esferita negra más y más pequeña la envolvería según caes hacia ella.

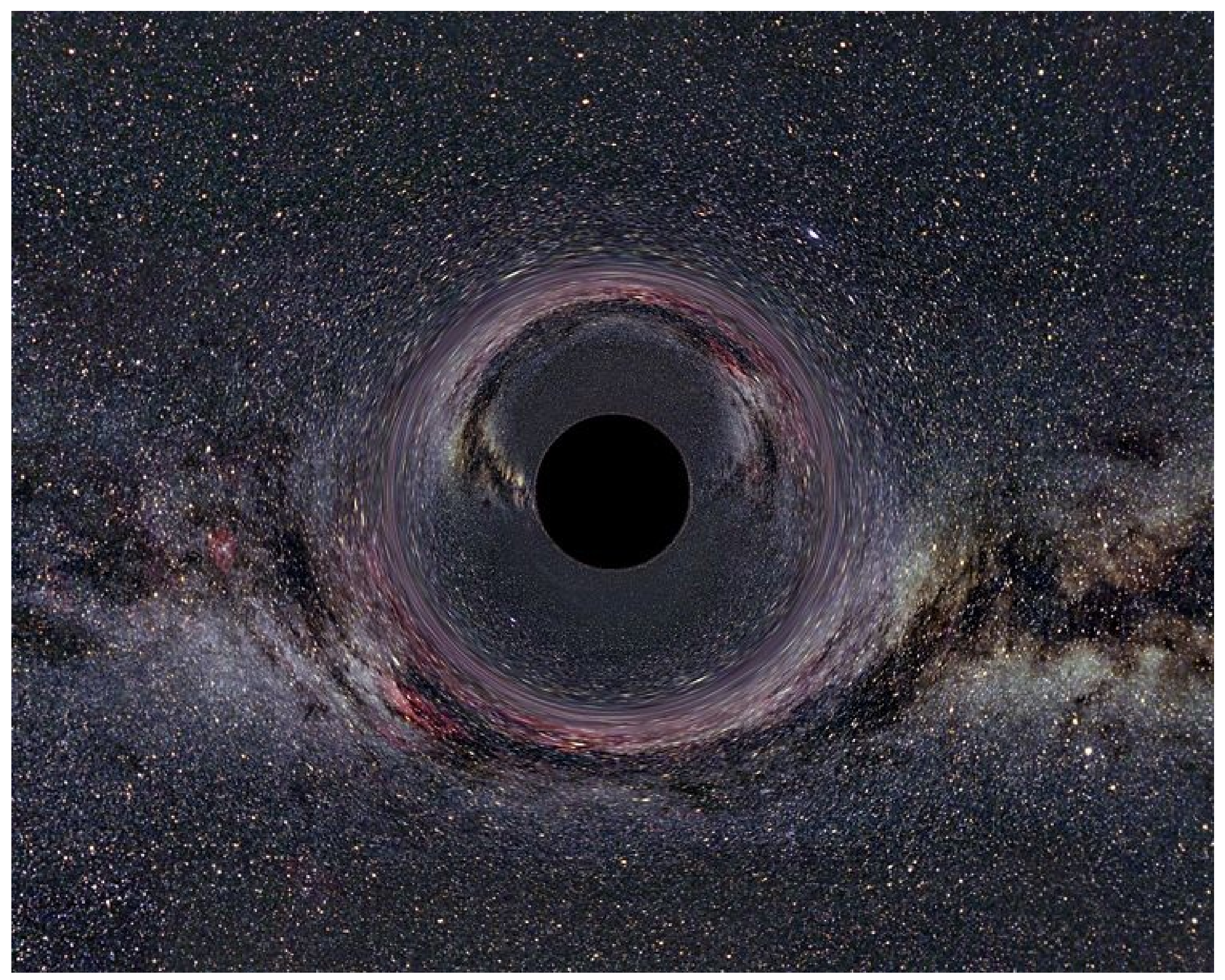
Naturalmente, llegaría un momento en el que la diferencia de atracción gravitatoria entre puntos muy cercanos sería brutal: primero las moléculas, luego los átomos y finalmente los propios neutrones y protones (y los electrones o los quarks, si es que al final resulta que no son partículas fundamentales) serían reducidos a sus componentes elementales, de modo que arbitrariamente cerca de la singularidad ni siquiera habría materia que constituyese un observador que pudiera «ver» nada. Y nunca habrías sido consciente de atravesar una barrera concreta de ningún tipo, pues el horizonte de sucesos que tú ves se ha ido haciendo más pequeño todo el tiempo. El Universo protege su desnudez —sus singularidades— de los curiosos.

Pero, como digo, es imposible empezar siquiera a explicar estas cosas en este artículo. El «pozo intuitivo» fue un primer paso para entender el concepto de agujero negro —considera este artículo como otro paso y volvamos a mirar el agujero desde lejos. Un agujero negro estelar, visto desde una gran distancia (que es probablemente como vamos a «verlos» durante muchos años) es simplemente un objeto astronómico muy pequeño y negro.

¿Cómo distinguirlo de un asteroide muy oscuro entonces? Por varias razones —aparte, evidentemente, de que no es simplemente «oscuro», sino totalmente negro:

En primer lugar, la masa concentrada en esa esfera es muchos órdenes de magnitud mayor que la de un asteroide. Al mirar directamente a la esfera no verías nada, pero si observases las estrellas de fondo cerca de la esfera las verías

distorsionadas: la gravedad del agujero estelar es tan grande que incluso la luz que no atraviesa el horizonte de sucesos, pero pasa cerca, se curva. El agujero actúa de *lente gravitacional*, distorsionando la imagen de los objetos detrás de él. Aquí tienes una imagen simulada de lo que se vería al observar un agujero negro de unos 10 Soles de masa desde 600 km de distancia, con la Vía Láctea justo detrás.

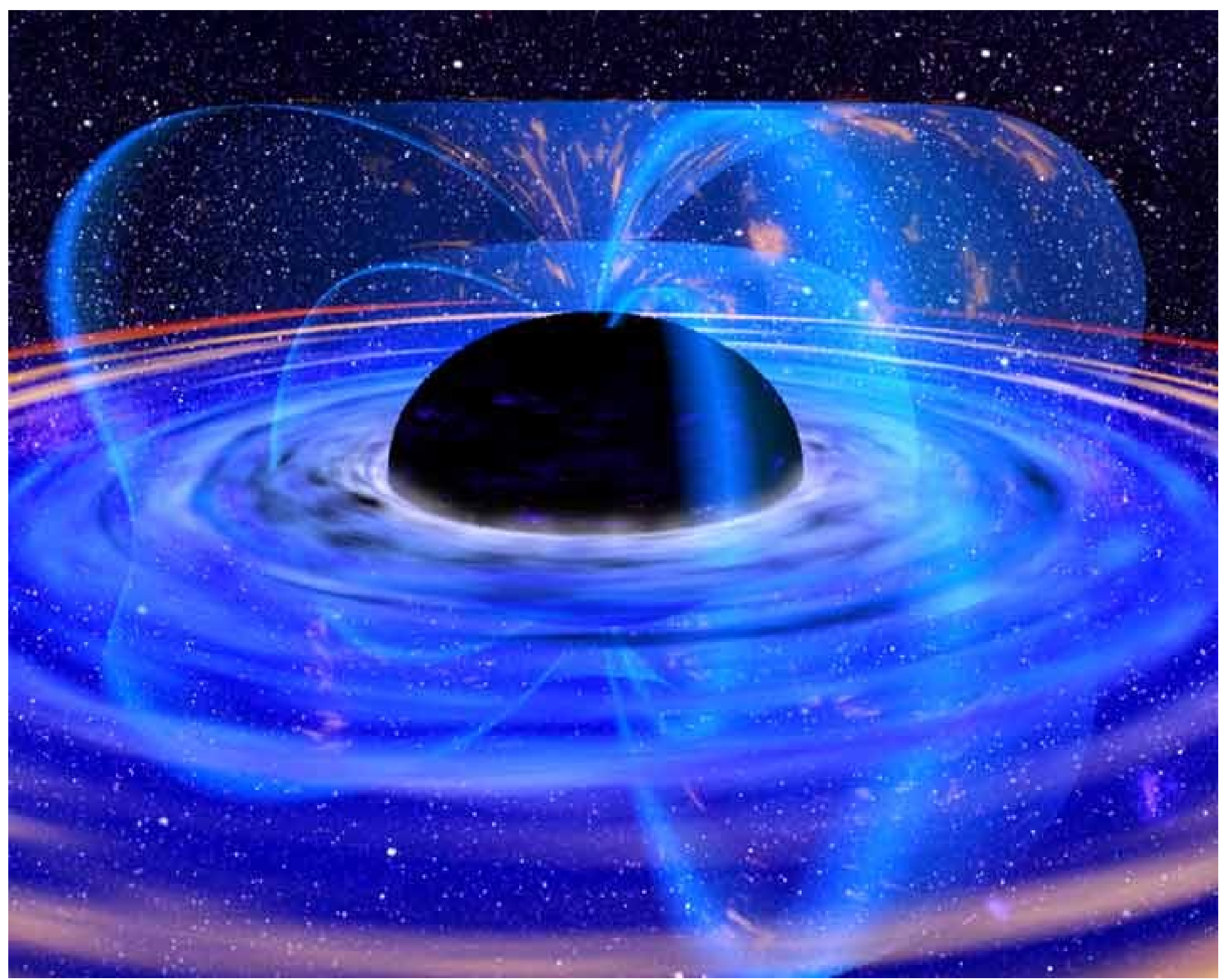


Crédito: Ute Kraus.

Por cierto, para mantenerse estacionario y poder tomar la «foto» de arriba haría falta una aceleración hacia fuera igual a la atracción gravitatoria ejercida por el agujero sobre ti… **400.000.000 veces la aceleración de la gravedad terrestre**. Una persona de 80 kg se sentiría como si pesara *32 millones de toneladas*. Tela marinera.

En segundo lugar, lo que es invisible «desde fuera» es todo lo que hay más allá del horizonte de sucesos, pero eso no quiere decir que no esté sucediendo nada fuera de él que ponga en evidencia al agujero: se piensa que la mayor parte de ellos están rodeados de un *disco de acrecimiento* formado por la materia que es atraída por él y va cayendo en espiral hacia el centro, algo parecido al disco de acrecimiento que al hablar de la formación del Sistema Solar… sólo que el final del camino para la materia que cae en este caso es muy diferente. Eso sí, la materia que va acelerando y

comprimiéndose mientras cae emite enormes cantidades de radiación muy energética que sí puede ser detectada, pues se encuentra aún fuera del radio de Schwarzschild. Un asteroide, por supuesto, no tiene un disco de acrecimiento a su alrededor, ¡mucho menos que emita rayos X!



Visión artística de un agujero negro con disco de acrecimiento incluido.

Aparte del disco de acrecimiento, algunos agujeros negros probablemente emiten chorros de plasma en sus polos magnéticos (además de chorros de rayos X como las estrellas de neutrones): las partículas cargadas que caen hacia el centro del disco son a veces lanzadas a velocidades relativistas antes de atravesar el horizonte de sucesos. No está muy claro el proceso por el cual ocurre esto, aunque parece tener que ver con el *arrastre de marco* de la Relatividad General o por la compresión extrema de las líneas de campo magnético en agujeros con alta velocidad de rotación. No lo sabemos bien —puedes ver estos chorros de plasma en la primera imagen del artículo.

Otra de las peculiaridades que haría evidente que te encuentras mirando el cadáver de una estrella y no un asteroide: cuando la luz se aleja de un objeto con masa, la atracción gravitatoria disminuye su energía. Es como si la luz estuviera subiendo una pendiente, alejándose de la masa y gastando energía para hacerlo. Si se tratara de un electrón, según se aleja del objeto con masa se iría frenando —pero la

luz no se frena, se mueve a 300.000 km/s en el vacío por siempre jamás. ¿Qué le sucede entonces cuando pierde energía, si no se puede frenar?

Los fotones van perdiendo energía según se alejan del agujero, pero la energía de un fotón no se refleja en su velocidad sino en su frecuencia, como bien sabes si has leído sobre el efecto fotoeléctrico. Según la luz se aleja del agujero, sus fotones reducen mucho su frecuencia, de modo que —por ejemplo— si observas algo azul, lo verías rojo. Si observas algo rojo, tal vez no lo verías con los ojos pues la frecuencia habría disminuido tanto que se encontrase en el infrarrojo. La cuestión es que si miras algo tan masivo que es capaz de cambiar el color de las cosas cercanas cuando las observas, ese algo *no es un asteroide*.

Sin embargo, todo esto que estoy describiendo como signos de que estás mirando un agujero negro y no un pequeño asteroide es perfectamente aplicable a otros objetos muy densos, como las estrellas de neutrones: al fin y al cabo, vistos desde fuera las únicas diferencias básicas son la masa de una y otro y que el agujero es completamente negro. Pero, salvo que estés muy cerca, un objeto de unos pocos kilómetros de radio es imposible de ver sea negro o no lo sea —incluso los planetas extrasolares que hemos sido capaces de observar son minúsculos. De modo que no es fácil distinguir las unas de los otros.

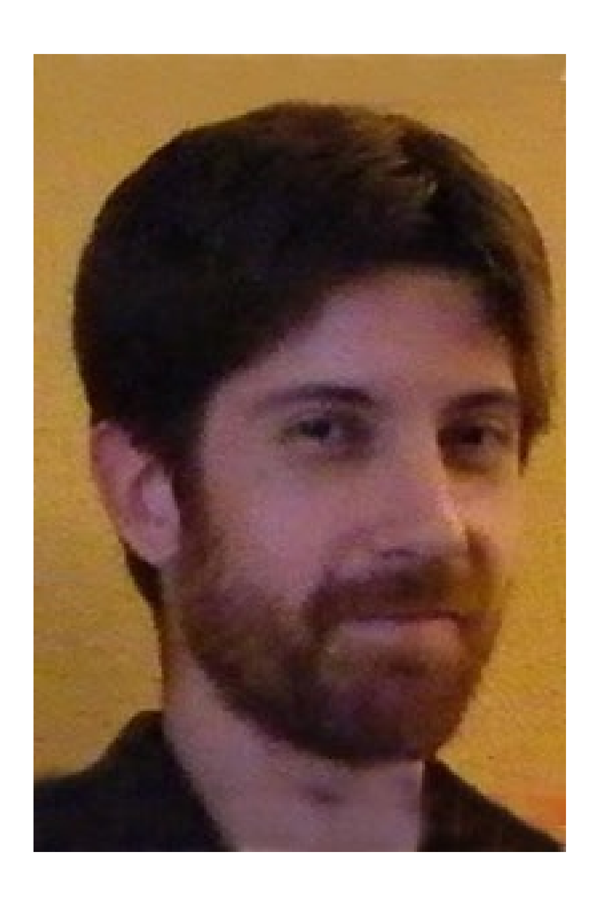
Pero existen algunas diferencias más sutiles: por ejemplo, las estrellas de neutrones sufren cambios en su superficie cuando la masa se redistribuye sobre ella. Esos cambios producen a veces intensos pulsos de radiación que son visibles desde la Tierra: pero si podemos percibir un cambio en la superficie del objeto, ese objeto no puede ser un agujero negro. Hasta ahora, este tipo de fenómenos se han observado en objetos estelares muy densos con una masa menor que el *límite de Tolman-Oppenheimer-Volkoff*, pero no en objetos con más masa (que, de acuerdo con nuestra teoría, deberían ser agujeros negros y no estrellas de neutrones). De modo que, aunque no estamos absolutamente seguros, hay varios objetos en nuestra misma galaxia que son muy probablemente agujeros negros estelares.

Un agujero negro aislado sería muy difícil de detectar, pero afortunadamente muchas veces se trata de sistemas binarios en los que una de las dos estrellas va absorbiendo masa de la otra hasta que se convierte en un agujero negro, mientras que la estrella «superviviente» sigue brillando y es fácilmente visible desde la Tierra: está girando alrededor de algo mucho más masivo que ella pero que no brilla con fusión nuclear. A partir de la velocidad de giro y las distancias podemos estimar la masa de ese objeto, y saber si se puede tratar de una estrella de neutrones o un agujero negro estelar.

Por si te lo estás preguntando, el candidato a agujero negro estelar de este tipo más cercano a nosotros es *A0620-00*, que se encuentra a unos 3.000 años-luz del Sistema Solar. Su estrella compañera da una vuelta al agujero cada ocho horas y

pierde masa continuamente —de hecho ni siquiera es esférica, sino que está «alargada» hacia el agujero por la enorme atracción gravitatoria. Sin embargo, existen muchos otros candidatos similares en la Vía Láctea, y estamos hablando sólo de los que son sencillos de detectar por tener compañeras «normales». Los agujeros negros aislados sólo son visibles cuando la materia que absorben en el disco de acrecimiento se calienta tanto que emite radiación suficiente para que podamos detectarla antes de que atraviese el radio de Schwarzschild.

Llegamos así al final del camino: todas las estrellas posibles acabarán como enanas blancas (y luego negras cuando se hayan enfriado), estrellas de neutrones o agujeros negros. Todos estos «cadáveres estelares», al final de su recorrido, son prácticamente invisibles: sólo emiten radiación cuando absorben materia del exterior. Es muy probable entonces (madre mía, ya me está apeteciendo escribir otra serie nueva sobre la vida del Universo) que el futuro lejano sea el de un Universo oscuro en el que las estrellas del firmamento se vayan apagando, una por una, hasta que reine la noche eterna. O tal vez todo lo contrario.



PEDRO GÓMEZ-ESTEBAN GONZÁLEZ (Sevilla, España, 1975). Es profesor de secundaria en un instituto de secundaria Nuestra Señora Santa María de Madrid, donde ha pasado casi toda su vida. Estudió Física en la Complutense de Madrid (1992-1997) y escribe el blog www.eltamiz.com junto a su esposa Geli Grick.